



TITLE:

金星の赤外偏光観測(Dissertation_全文)

AUTHOR(S):

長田, 哲也

CITATION:

長田, 哲也. 金星の赤外偏光観測. 京都大学, 1985, 理学博士

ISSUE DATE:

1985-03-23

URL:

<https://doi.org/10.14989/doctor.k3238>

RIGHT:

新	制
組	
487	
京大附図	

学位申請論文

金星の赤外偏光観測

長田哲也

学 位 審 査 報 告

氏 名	長 田 哲 也
学 位 の 種 類	理 学 博 士
学 位 記 番 号	理 博 第 号
学位授与の日付	昭 和 年 月 日
学位授与の要件	学位規則 第 5 条 第 1 項 該 当
研究科・専 攻	理 学 研 究 科 物 理 学 第 二 専 攻
(学 位 論 文 題 目) 金星の赤外偏光観測	
論文調査委員	主 査 長谷川 博 一 三 宅 弘 三 廣 田 勇

理 学 研 究 科

(論文内容の要旨)

金星の雲の上部の性質を調べるため、近赤外域で測光及び偏光観測を行なった。観測には、上松天体赤外線観測室の108 cm望遠鏡が使用された。

測光観測は、位相角(太陽・金星・地球を結ぶ二つの線分のなす角) 27° から 94° まで、波長 $3.6 \mu\text{m}$ で行なわれた。得られた位相角依存性は、1970年代前半に行なわれていた一組の観測の結果とはまったく異なっていて、雲の主要部の上側にひろがる haze (もや) 層からの寄与が小さいことを示している。

偏光観測は、位相角 18° から 171° までの範囲にわたって行なわれた。Circular variable filterを用いた観測では、波長 $2.2 \mu\text{m}$ から $4.2 \mu\text{m}$ にかけての偏光の波長依存性が極めて鋭いことが明らかになった。Kバンド ($2.25 \mu\text{m}$) では位相角の変化に応じて正負の小さな (1.5%以下の) 偏光が観測された。 $3.6 \mu\text{m}$ 狭帯域、L'バンド ($3.8 \mu\text{m}$) における偏光は、位相角約 90° でピーク値それぞれ約 37% 及び約 34% を示した。Mバンド ($5.0 \mu\text{m}$) では、金星の夜の部分からの輻射が混入して偏光を小さくしているのが観測された。波長 $3.6 \mu\text{m}$ 、 $3.8 \mu\text{m}$ では、金星の極で赤道付近よりも大きな偏光が観測された。モデル計算との比較によると、光学的厚さの小さい haze 層 ($\tau(3.6 \mu\text{m})$ が 10^{-1} ないし 10^{-2}) が濃硫酸の雲の上にあるとするモデルによって、上記の観測結果を説明することができる。

波長 $3.6 \mu\text{m}$ 、 $3.8 \mu\text{m}$ の偏光の大きさが 4.5 日ないし 5 日の周期で変動していて、極大値から極小値を差引くとその差が約 3% にのぼることを発見した。波長 $2.25 \mu\text{m}$ での偏光も同様の傾向を示す。波長 $5.0 \mu\text{m}$ では有意な変化は認められなかった。変動の原因は不明であるが、haze 層の光学的厚さや輻射温度の変化が関係している可能性があり、金星の気象の理解のために解明しなければならない現象ということが出来る。

(論文審査の結果の要旨)

金星は、炭酸ガスを主成分とする圧力 100 気圧にも達する厚い大気をもっており、その気象の研究は惑星気象学の重要な問題の一つである。金星には水はほとんど存在しないが、その表面は雲でおおわれている。雲の実体が明らかになったのは 1970 年代で、可視域の偏光観測からそれが半径約 $1\mu\text{m}$ の濃硫酸液滴と推定された。その後、金星探査機が中層及び下層大気中の雲についてより詳細な観測を行なった。しかし、これらの雲の上側にひろがる haze (もや) 層については、信頼すべき観測は行われていない。

申請者は、このような上層の haze 研究には、赤外偏光観測が極めて有力な方法であることに着目した。なぜならば、濃硫酸は波長 $3\mu\text{m}$ 以上の赤外線に対して大きな吸収を示すので多重散乱の寄与が少なく、従って大きな偏光が期待されるからである。そして、haze 層の変動に対しても、赤外偏光には変化があらわれると考えられる。しかし、いままで金星の赤外偏光の観測は、数も乏しく、位相角も限られ、測定された波長帯もわずかであり、そのようなデータにもとづいて haze をつくる物質の組成が論じられているという状況にあった。

申請者の行った観測は、 0° から 180° にいたるほとんどの位相角におよび短い期間内に行われ、多くの波長での広帯域及び $2.2\mu\text{m}$ から $4.2\mu\text{m}$ にわたる狭帯域の偏光測定を含むものであり、データは豊富で系統的である。観測に際しては、金星は明るい天体であるが大きさをもつこと、金星は天球上を黄道面に沿って動きまわるので多数の比較星を必要とすること及び、偏光観測の際に光学系の斜反射を避けることについて十分な注意がはらわれている。測定の誤差は測光観測において 1% 以下、偏光観測において約 1% 以下であり、申請者の観測結果はこの点においても極めて信頼性の高いものである。

観測結果の要点は次の通りである。

- (1) 測光観測。波長 $3.6\mu\text{m}$ 、位相角 27° から 94°

(2) 広波帯偏光観測。波長 $2.25\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$, $5.0\mu\text{m}$, 位相角 18° から 171°

(3) 狭波帯偏光観測。波長 $2.2\mu\text{m}$ から $4.2\mu\text{m}$ まで $0.2\mu\text{m}$ ごと, 位相角 18° から 171°

これらの結果は今後、金星の赤外偏光の観測において、つねに参照されるべきものと考えられる。

測光観測の結果は従来のものと全く異っており、金星大気上層の haze 層による散乱が全幅射強度のうらで、わずかな寄与しかしていないことを示している。偏光観測の結果は、(1)波長 $2.2\mu\text{m}$ から $4.2\mu\text{m}$ にかけて偏光の鋭い波長依存性があり、その極大は波長 $3.6\mu\text{m}$ ないし $3.8\mu\text{m}$ で起ること、(2)偏光の極大は各波長とも位相角 90° 付近で極大となり、波長 $3.6\mu\text{m}$ でこの値は大きく 37 % にも達すること、(3)波長 $3.6\mu\text{m}$ 及び $3.8\mu\text{m}$ で偏光は金星の極で赤道よりも大きいことを示している。これらの結果は、光学的厚さの小さい haze 層が濃硫酸の雲の上にあるとするモデルの正当性を明解に証明している。

申請者は、波長 $3.6\mu\text{m}$ 及び $3.8\mu\text{m}$ における偏光の大きさが 4.5 日ないし 5 日の周期で変化することを示唆するデータを得た。波長 $2.25\mu\text{m}$ のデータも同様の傾向を示している。申請者は、この現象を金星の雲について従来観測された他の現象やそのモデルを参照しつつ考察し、その原因を確定するには至らないが、いずれにせよ金星の気象の理解する上で解明すべき現象の一つを加えたと主張している。申請者の観測は 5 周期程度の期間であるが、変動の位相が各波長で一致している事実及び申請者の観測が体系的に精度よく行なわれていることからみて、その主張には十分な根拠があり、金星大気の研究に新しい課題を提出したものといえることができる。

以上の通り、申請者の研究は金星の雲の研究において重要な知見と極めて興味ある示唆とを与えたものといえることができる。

よって本論文は、理学博士の学位論文として価値があるものと認められる。

なお、主論文及び参考論文に報告されている研究業績を中心とし、これに関連した研究分野について試問した結果、合格と認めた。

金星の赤外偏光観測

長田 哲也

1985年1月

目次

概要

4

I 序論

6

§ 1. 金星観測の歴史

7

2. 金星の大気

12

3. 金星の雲

17

4. 近赤外($\lambda \approx 3\mu\text{m}$)での金星観測

24

II 測光観測

29

§ 1. 金星の測光観測での留意点

29

2. 観測とその結果

34

III 偏光観測

38

§ 1. 偏光観測の原理

38

2. 偏光計のハードウェア

42

3. 偏光計のソフトウェア

46

4. 観測

48

5. 観測結果

51

(a) 偏光の波長依存性

51

(b) 偏光の位相角依存性

55

(c) 金星面の局所的な偏光の測定

64

(d) 4.5日~5日周期の偏光変動

67

IV 考察

72

§ 1. Haze層の光学的厚さ

72

2. 偏光の4.5日~5日周期変動の原因

82

V まとめ

92

VI 謝辞

95

参考文献

97

図表一覧

表 1. 金星探査機

11

2 大気成分

13

3 雲の区別

18

—測光観測—

4 標準星

35

5 観測結果

35

—偏光観測—

6 C/F 結果

53

7 他のフィルターの結果

56

図 1 大気温度分布

15

2 大気のパ平均温度分布

15

3 雲粒子のサイズ

18

4 視野内の感度

31

5 観測結果

37

6 1/2波長板特性

43

7 偏光子 "

43

8 偏光計の構造

44

9 インターフェース回路

44

10 使用フィルター

49

11 視野と金星の形

49

12 C/F 結果

54

13 3.6 μ m "

60

14 3.8 μ m "

61

15 5.0 μ m "

63

16 地域別モデル計算

65

17 4.5日-5日変化(1)

68

18 " (2)

69

19 パワースペクトル

70

20 変動の原因試算

84

概要

金星の雲の上部の性質を調べるため、近赤外域で測光および偏光観測を行なった。観測には上松天体赤外線観測室の108cm望遠鏡を使用した。

測光観測は位相角(太陽・金星・地球を結ぶ角) 27° から 94° まで、波長 $3.6\mu\text{m}$ で行なった。得られた位相角依存性は、1970年代前半に行なわれていた一組の観測の結果とはまったく異なっていて、雲の主要部の上側にひろがる haze(もや)層からの寄与が少ないことを示している。今回の観測結果のうち、金星の夕方の部分を含む面を観測したものは、朝を含む面の観測にくらべて $10\% \sim 20\%$ 小さな輻射強度を示す。これが朝夕の差によるのか、観測時期(数か月の隔たりがある)によるのかは不明である。

偏光観測は位相角 18° から 171° までの範囲にわたって行なった。Circular variable filterを用いた観測では波長 $2.2\mu\text{m}$ から $4.2\mu\text{m}$ にかけての偏光の鋭い波長依存性が明らかになった。Kバンド($2.25\mu\text{m}$)では位相角の変化に応じて、正負の小さな($\leq 1.5\%$)偏光が観測された。 $3.6\mu\text{m}$ 狭帯域、Lバンド($3.8\mu\text{m}$)における偏光は、位相角 $\sim 90^\circ$ でピーク値それぞれ $\sim 37\%$ 、

~34%を示した。Mバンド($5.0\mu\text{m}$)では金星の夜の部分からの輻射が混入して偏光を小さくしているのが観測された。波長 $3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$ では金星の極で、赤道付近よりも大きな偏光が観測された。モデル計算との比較によると、光学的厚さの小さいhaze層($\tau(3.6\mu\text{m}) \sim 10^{-2}$)が濃硫酸の雲の上にあるとするモデルで上記の結果が説明できる。

波長 $3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$ の偏光の大きさが4.5日~5日周期で変動していて極大値から極小値をひとその差が~3%にのぼるということを見つけた。波長 $2.25\mu\text{m}$ での偏光も同様の傾向を示す。波長 $5.0\mu\text{m}$ では有意な変化は認められなかった。変動の原因は不明だがhaze層の光学的厚さや輻射温度の変化が関係している可能性があり、金星の気象理解のために解明しなければならない現象といえる。

I 序論

太陽系の惑星のうち、水星を除く 8つの惑星には、すべて、何らかの形で雲——大気中に浮かぶ粒子の集合——が存在する。地球以外で雲の体系の研究がもっとも進んでいるのは金星である。^(脚注)金星の雲の上層は地球から観測することもでき、データが一番多い。ところが、その最上層の部分さえ、構成する粒子の成分・大きさの分布などがよくわかっていない。そこでわれわれは、赤外域で測光および偏光の観測を行ない、それらを明らかにしようとした。この章ではまず、§1で金星観測の歴史を要約した後、§2・§3で金星の大気・雲について知られていることをまとめる。§4では雲の上層に関する問題点とそれに対してどのような赤外観測が行なわれてきたかをふりかえり、われわれの観測がどう貢献できるかを述べる。

(脚注) 火星の、おそらくダストと氷の雲や、木星などのアンモニアやメタンの雲については、ほとんど何もわかっていない (Esposito et al. 1983)。

§ 1. 金星観測の歴史

金星は太陽・月に次いで明るい天体で、バビロニア・中国・中央アメリカ・ギリシャなどの古代文明にも位置を観測した記録が残っている。Galileiが1610年に自作の望遠鏡を使って月の満ち欠けと同様の位相変化を発見して以来、三百数十年あまりにわたって人類はこの星に望遠鏡を向けてきた。19世紀末までの最大の発見は、金星表面の大気が存在が金星の太陽面通過(1761年)時の陰影の にじみ からわかったことであろう。何人かの観測者は金星表面にぼんやりした模様を認めているが確かなものではなく、金星は一面雲におおわれていることが定説となった。直径(地球の0.95倍)・太陽からの平均距離(地球の0.72倍)などから地球と双子の惑星として生命の存在まで予想された(以上、Cruikshank 1983)。

20世紀なかばまでに2つの重要な発見がなされた。第一に、高分解スペクトル写真から金星には CO_2 が豊富に

あることがわかった(1932年)。1950年代後半にはマイクロ波の観測により約 600 K という brightness temperature が得られたが、これは CO_2 による「温室効果」によって地表の温度が高温に達しているとして説明される; CO_2 は地表からの赤外輻射を吸収してしまい、宇宙空間に逃がさないのである。

もう一つは紫外線で撮影された写真に雲の模様がはっきりと認められたことである(1927年)。長期間にわたる紫外域での写真から、Dollfus (1975) は次のような要約を行っている。

- (i) 赤道付近に Y の字を横倒しにしたような暗い模様がある。
- (ii) その他細かい模様も認められるが、短命で長続きしない。
- (iii) 模様は 4 日の周期で東から西へと回転している。
- (iv) 数か月のタイムスケールで極地方が明るく見えることがある。

なお、4 日で 1 回転しているのは雲だけである。金星の自転周期は 243 日、方向はやはり東から西であることがレーダー観測

によりわかった。225日の公転周期と「逆向き」の243日の自転周期のため、金星上での「1日」(例えば日の出から日の出まで)は地球の117日間である。

金星の雲が何でできているかについては、1970年代になってようやくわかり始めてきた。Sill (1972) と Young (1973) が提唱した「濃硫酸の液滴」説が、Hansen, Hovenier (1975) のデータ解析によって確かなものとなった。彼らは可視域付近の偏光観測のデータから、

(i) 雲を作っている粒子は球形で、有効平均半径 $1.05 \pm 0.10 \mu\text{m}$,
(脚注)

有効分散 0.07 ± 0.02 という大きさのよくそろった液滴から成る、

(ii) その屈折率 n は 1.44 ± 0.015 ($\lambda = 0.55 \mu\text{m}$) である、との結論を出した; 1.44 という大きな n と雲の上部の温度 ($\sim 260\text{K}$) は、

当時提唱されていた物質のうちで濃硫酸説だけが説明できたのである。また、Pollack et al. (1975) の近赤外スペクトル

(脚注) さまざまな半径の球がある分布 $N(r)$ で存在する場合、散乱時の有効平均半径 a と有効分散 v は次式で定義される。

$$a = \frac{\int r \cdot \pi r^2 N(r) dr}{\int \pi r^2 N(r) dr} \quad v = \frac{\int (r-a)^2 \pi r^2 N(r) dr}{a^2 \int \pi r^2 N(r) dr}$$

は $3\mu\text{m}$ より長い波長で吸収を示し、硫酸がこの領域で複素屈折率を持っていること ($\text{Im}(n) \sim 0.1$) に対応した。

このような地上からの観測に加えて、金星探査機からの観測が始まった。表1にこれまでに打ち上げられた金星探査機を示す (Colin 1983 による)。この中で特に重要な成果をもたらした探査機はパイオニア-ビナス1と2であろう。

1号 (オービター) は金星の極近くを周回する長い楕円軌道の「衛星」となって、可視域付近の偏光 mapping 観測・中間赤外輻射の観測・電波えんぺいを利用した大気の層構造観測などを続けた。

2号 (バスと降下プローブ) は大気中を降下しながら 雰囲気中での実験を行ない、大気や雲に関するデータを得た。また、この他に、ベネラ7号以降一連のベネラ探査機が表面に軟着陸し、表面の高温高压に耐えてデータを送ってきている。

次に、これら金星探査機の成果も含めて、金星の大気と雲についてのわれわれの知識をまとめてみる。

表1 金星探査機 (Colin 1983より)

Missions To Venus				
Spacecraft	Launch	Encounter	Type	Encounter Characteristics
Mariner 2	Aug. 27, 1962	Dec. 14, 1962	flyby	closest approach: 34,833 km
Venera 4	June 12, 1967	Oct. 18, 1967	bus entry-probe	burn-up hard lander, nightside
Mariner 5	June 14, 1967	Oct. 19, 1967	flyby	closest approach: 4100 km
Venera 5	Jan. 5, 1969	May 16, 1969	bus entry-probe	burn-up hard lander, nightside
Venera 6	Jan. 10, 1969	May 17, 1969	bus entry-probe	burn-up hard lander, nightside
Venera 7	Aug. 17, 1970	Dec. 15, 1970	bus entry-probe	burn-up soft lander, nightside
Venera 8	March 27, 1972	July 22, 1972	bus entry-probe	burn-up soft lander, dayside
Mariner 10	Nov. 3, 1973	Feb. 5, 1974	flyby	closest approach: 5700 km
Venera 9	June 8, 1975	Oct. 22, 1975	orbiter	periapsis: 1560 km; apoapsis: 112,200 km; period: 48 hr, 18 min; inclination 34°10'
Venera 10	June 14, 1975	Oct. 25, 1975	entry-probe orbiter	soft lander, dayside periapsis: 1620 km; apoapsis: 113,900 km; period: 49 hr, 23 min; inclination: 29°30'
Pioneer Venus 1	May 20, 1978	Dec. 4, 1978	entry-probe orbiter	soft lander, dayside periapsis: < 200 km; apoapsis: 66,000 km; period: 24 hr; inclination: 105°
Pioneer Venus 2	Aug. 8, 1978	Dec. 9, 1978	bus entry-probes	burn-up, dayside 4 hard landers, dayside and nightside
Venera 11	Sept. 9, 1978	Dec. 25 1978	flyby entry-probe	closest approach: 25,000 km soft lander, dayside
Venera 12	Sept. 14, 1978	Dec. 21 1978	flyby entry-probe	closest approach: 25,000 km soft lander, dayside
Venera 13	Oct. 30, 1981	March 1, 1982	flyby entry-probe	closest approach: unknown soft lander
Venera 14	Nov. 4, 1981	March 5, 1982	flyby entry-probe	closest approach: unknown soft lander
Venera 15 (注)	1984	1985	flyby (Halley) entry-probe	closest approach: unknown soft lander
Venera 16 (注)	1984	1985	flyby (Halley) entry-probe	closest approach: unknown soft lander

(注) Venera 15-16は計画が変更され、1983年6月2日・7日に打ち上げられて金星に到達している (1985年版理科年表)。

§2. 金星の大気

金星は厚い大気を持っており、その圧力は地表では
~100 bar にも達する。大気圏は次の3つの領域に分けて
論じられることが多い。

下部: ~100 bar (地表) から 0.1 bar (高度~65km)

中部: 0.1 bar から 0.1 mbar (~100km)

上部: 0.1 mbar から 上の領域

上に記したのは圧力による領域分けであるが、対流圏・中間圏・

熱圏といった区分も行なわれる。対流圏と中間圏の境界

(対流圏界面) は高度 60km 付近にある。§3 で述べるように、

高度 60km から 90km 付近が雲の上層とその上の部分であり、

われわれの観測にかかる領域である。

大気の成分を表2(a)(b)に示す(von Zahn 1983

による)。96.5% を CO_2 が占め、3.5% が N_2 で、わずかに

希ガスなどが存在する。高度によって混合比の異なる気体は

(b)に示されている。この中では H_2O と SO_2 が雲の生成との

表2 金星大気の成分 (von Zahn 1983より)

(a) Recommended Values for Gases Measured below 100 km Altitude,
with Mixing Ratios Assumed Constant with Altitude

Species	Mixing Ratio
CO ₂	96.5 ± 0.8 %
N ₂	3.5 ± 0.8 %
He	12 ^a \pm 24 8 ppm
Ne	7 ± 3 ppm
Ar	70 ± 25 ppm
Kr	0.7 ± 0.35 ppm or 0.05 ± 0.025 ppm

^aValue is extrapolated into the lower atmosphere from measurements taken above 130 km altitude.

(b) Recommended Values for Altitude-Dependent Mixing Ratios of
Minor Constituents Measured below 100 km Altitude

Species	Mixing Ratio (ppm)	Altitude of Measurement (km)
CO	350 to 1400 ^a	100
	180	90
	< 10	75
	50	64
	30	42
	20	22
H ₂ O	< 1 to 40 ^a	cloud top
	100	< 55
SO ₂	0.05	70
	< 10	55
	150	22
H ₂ S	1	55
	3	< 20
HCl	0.4	64
HF	0.005	64
C ₂ H ₄	2	(?)
O ₃	(see text)	

^aThe quoted range of values encompasses the observed diurnal variation.

関連で重要である。下方から上昇してきた SO_2 が光化学反応を起こし、 H_2O とともに H_2SO_4 を生成すると考えられているからである (例えば Toon et al. 1982)。

大気の温度分布の一例を図1に示す。パイオニア・ビナスの降下プローブの1つが測定したものである (Seiff 1983 による)。断熱変化よりも温度勾配が急な部分 (図では温度を横軸にとってあるので、ゆるやかな点線で示される部分) はほとんどない。これは、大気が対流に対してかなり安定であることを示している。

金星全体にわたる大気の温度は、金星を周回するパイオニア・ビナスのオービターの電波えんぺいを解析することによって求められている。

図2は、緯度を横軸にとって平均温度構造を示したものである (Taylor et al. 1983 による)。高度 $\sim 60\text{km}$ 以下では緯度による温度の違いはあまり目立たない。ところが、 70km 付近には、低緯度地方に特徴が見られないのに対し、緯度 70° を中心とする領域には、きりとした逆転層があらわれている。

温度の時間的变化が検出されている。ただし、大気の

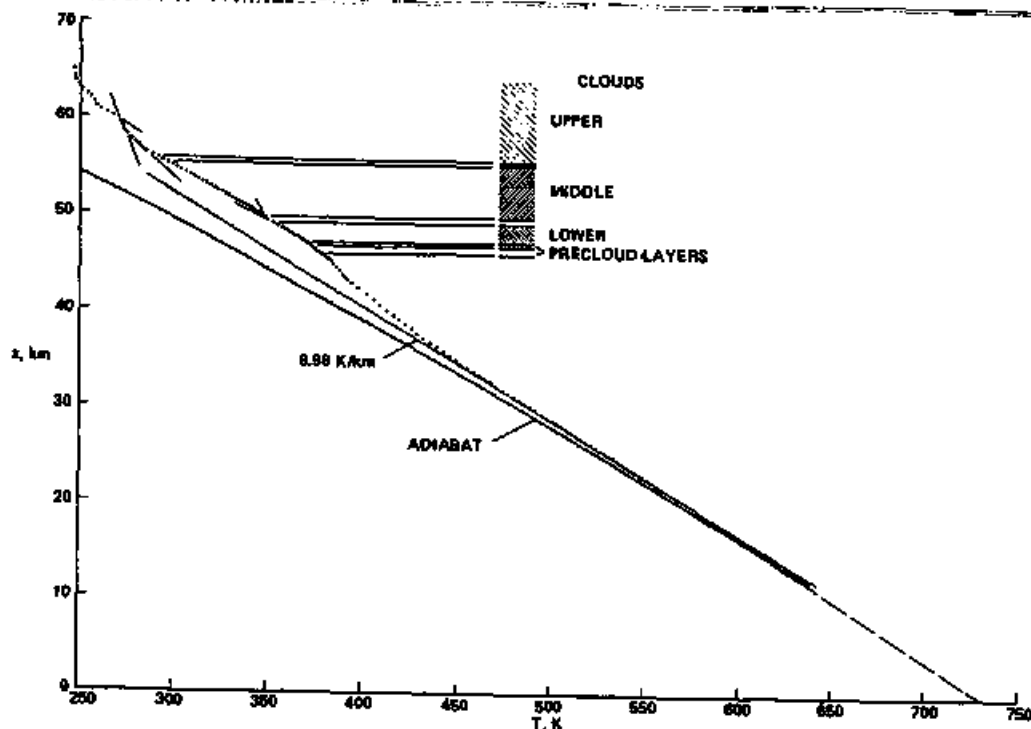


Fig. Details in the temperature variation with altitude shown by data from the Pioneer Large probe. The lapse rate is generally stable, and exhibits changes at the cloud boundaries.

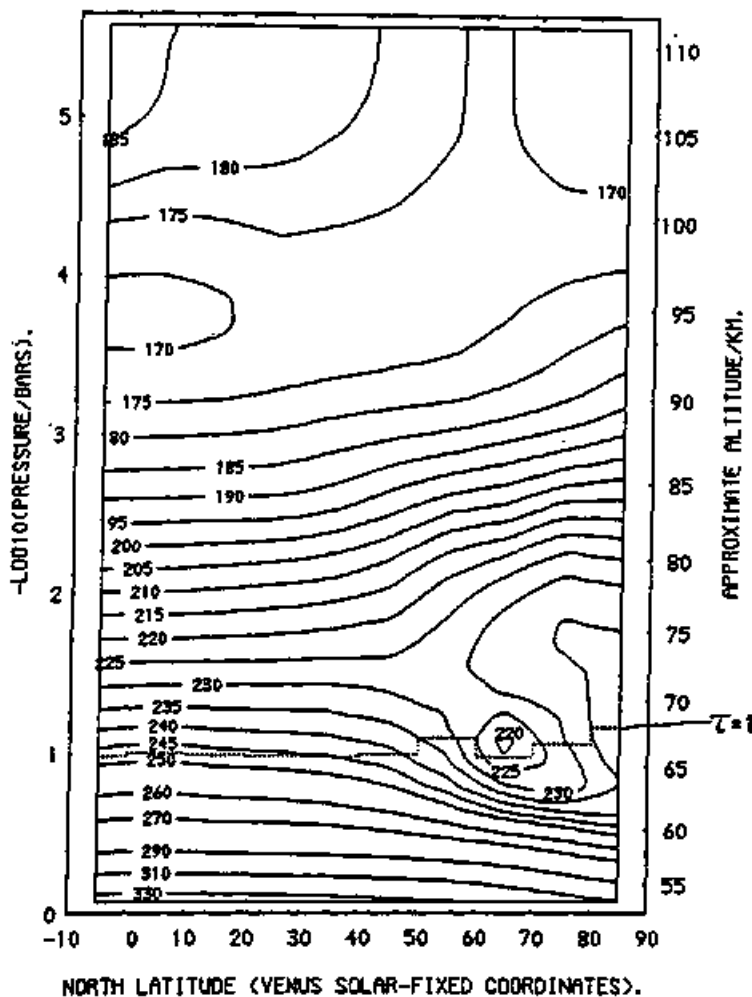


Fig. Meridional cross section of the mean thermal structure in solar-fixed coordinates, from Pioneer Venus data (Schofield et al. 1982).

図1 パイオニア・ベナス測定
による大気の温度分布
(降下プローブの1つが
観測; Seiff 1983より)

図2 パイオニア・ベナス測定
による大気の平均温度構造
横軸は緯度、縦軸は
大気圧(高度に対応)。
(Taylor et al. 1983より)

中部にみられる変化は金星上で太陽光があたっているかどうか
(脚注)

(117日周期)には関係がない。緯度 60° 付近高度65km

から87kmにかけて5.3日周期で5K~10Kの温度変化

が認められる(Apt, Leung 1982)。また、これより高緯度部

前述の逆転層付近にある低温領域は、極地方を見下ろした場合

極を中心に細長く、2.5~3日の周期で回転している(Taylor

et al. 1979)。この2つの周期の温度変化については、

起源がよくわかっていない。

(脚注) 大気上部(高度100km以上)では数十Kにのぼる金星上の昼夜の
変化が見られるが、中部下部では検出されていない(Seiff 1983)。

§3 金星の雲

金星の雲は高度別にいくつかの領域に区分される(表3; Esposito et al. による 1983)。このうち光学的厚さでの
(脚注)
大きい主要な部分は 高度 70 km から 47.5 km の領域である。パイオニア・ビナスの降下プローブが測定を始めたのは 64 km の地点で、それより下側に 3つの層と それらの間で雲粒子の減少している面とを発見している。ここでは表3にしたがってそれら3つの層を上層・中層・下層とよぶ。図3に、中層に含まれる粒子のサイズ分布を示す (Knollenberg, Hunten 1980)。数密度の3つの山は、それぞれモード1・2・3と名づけられている。上層は、その上部(70 km から 64 km)については降下プローブの観測がないが、金星を周回するオービタや地球からの観測がそれを補っている。降下プローブの観測によると

(脚注) どこからどこまでを雲の主要部分とよび、haze (もや) 層と区別するかは必ずしも一義的でない。一般には、光学的厚さで1以下以下の層を haze と言うことが多いが、金星の場合には 直径 $2\mu\text{m}$ の粒子を含まない層という意味で haze とよぶのが通例となっている(次ページ参照)ようなので、ここでも後者の定義をとる。

表3. 金星の雲 (主要部分と haze層)

(Esposito et al. 1983 より)

TABLE
Summary of Venus Cloud and Haze Properties

Region	Altitude (km)	Temperature (K)	Optical Depth τ (at 0.63μ)	Average Number Density ($N \text{ cm}^{-3}$) ^a	Mean Diameter (μm)	Proposed Composition ^b
Upper haze ^c	70-90	225-190	0.2-1.0	500	0.4	H ₂ SO ₄ + contaminants
Upper cloud	56.5-70	286-225	6.0-8.0	(1)-1500 (2)-50	Bimodal 0.4 & 2.0	H ₂ SO ₄ + contaminants
Middle cloud	50.5-56.5	345-286	8.0-10.0	(1)-300 (2)-50 (3)-10	Trimodal ^c 0.3, 2.5, & 7.0	H ₂ SO ₄ + crystals (?)
Lower cloud	47.5-50.5	367-345	6.0-12.0	(1)-1200 (2)-50 (3)-50	Trimodal ^c 0.4, 2.0, & 8.0	H ₂ SO ₄ + crystals (?)
Lower haze ^d	31-47.5	482-367	0.1-0.2	2-20	0.2	H ₂ SO ₄ + contaminants
Precloud layers ^e	46 & 47.5	378 & 367	0.05 & 0.1	50 & 150	Bimodal 0.3 & 2.0	H ₂ SO ₄ + contaminants

^aMode 1 number density as determined by log-normal fit to data in Sec. III; modes designated by numbers in parenthesis.

^bSee Sec. IV for interpretations of composition.

^cFrom Travis et al. (1979a, b) and Kawabata et al. (1980).

^dObserved only at PV Large probe site.

^ePossibly only bimodal. See Toon et al. (1984).

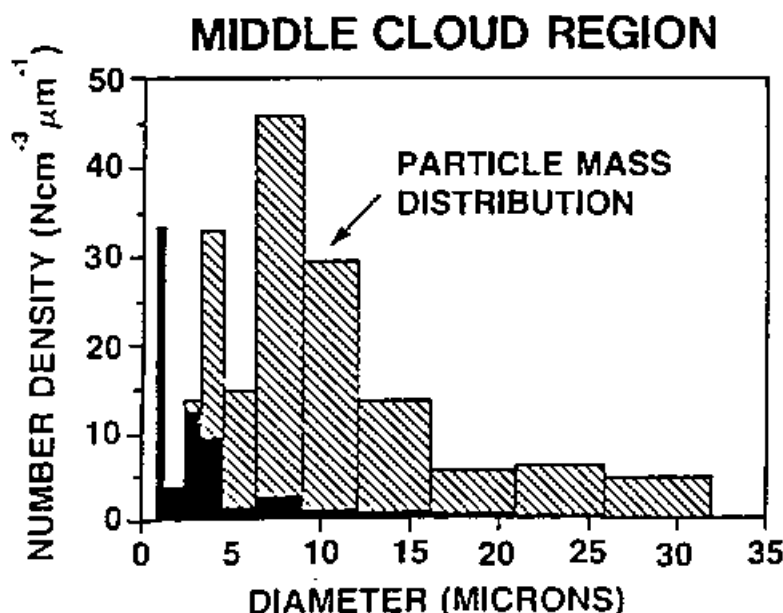


図3 雲の中層での粒子のサイズ分布。数密度の3つの山はそれぞれモード1・2・3である。(Knollenberg, Huntten 1980 より)

上層のうち高度64km以下の部分は モード1の細かい粒子と
モード2の中ぐらいの粒子を含み、中・下層はそれに加えて
モード3の大きな粒子を含んでいる。

サイズ分布で直径数 μm 以上のところに山をつくる
モード3粒子は、パイオニア=ビナスの降下プローブが初めて発見したと
いうもので、詳しいことはまったくわかっていない。数は少ない
が個々の質量が大きいので雲の質量の大部分を占める。そのため
雲の全体像をつかむにはその成分の解明が不可欠だが、何らか
の結晶らしいという見方が有力なだけ (Esposito et al. 1983)
で定説がない。モード3の存在だけを疑い、モード2の粒子の
サイズ分布のすそ野が測定器の較正ミスによって山のように
見えるのだとする説 (Toon et al. 1984) まである。

モード2の粒子は半径 $1.05\mu\text{m}$ の濃硫酸液滴 (地
球からの観測による; §1参照) と同定されているが、純粋な
 $\text{H}_2\text{SO}_4\text{-H}_2\text{O}$ ではないとの意見も出ている。モード2の粒子は
上・中・下すべての層で平均直径 $2\mu\text{m}$ あまり、可視域での屈折率

1.44を示すとされ、どの層でも濃硫酸液滴であると考えられてきた。しかし、Toon et al. (1984)はパイオニア-Bの観測結果を再検討した結果、上層の粒子の屈折率は1.49以上でなければならないと結論し、粒子の $\sim 10\%$ がイオウの核を含んだ不純な濃硫酸ではないかと示唆している。中下層については、特に濃硫酸と矛盾する結果がないという程度のことしかわかっていない。

モード1の粒子は平均直径が $0.4\mu\text{m}$ 程度と推測されている (Knollenberg, Hunter 1980)。ただし、パイオニア-Bの降下プローブの雲粒子測定器が検出できる最小の大きさは $0.6\mu\text{m}$ であるため、上層雲のなかばより下側での「平均直径」は、サイズ分布の大きい側のすそ野からの推定にすぎない。モード1の粒子は雲の主な部分の上下にも分布して haze (もや)層を形成していると考えられている；雲の上の haze と上層雲上部での粒子については、降下プローブのデータがない代わりに金星周回のアビターが「モード1」の粒子を検出しているのである。アビターの観測に

よると、直径 $0.4 \sim 1.0 \mu\text{m}$ ・屈折率 1.45 ± 0.03 (Kawabata et al. 1980, 1984) という値が得られている。組成についてはよくわからない。Toon et al. (1982) は彼らのモデルで紫外域の模様を説明する際に、(i) haze 層の微粒子は濃硫酸で、(ii) 上層雲のモード1 粒子は多くがイオウではないかと提唱している。しかしながら、§4 で述べるように、従来の赤外観測の結果によると上空の haze は硫酸ではあり得ない。

さらに、モード0 の粒子というのも考えられている。

これは、モード1 よりもさらに小さく、もちろんパイオニア-B 降下プローブが大きさを測定したわけではないが、雲の高度以下のところでの熱収支を考える際に必要とされるものである (Suomi et al. 1980)。下層からの熱放射を閉じこめるために、直径 $0.0065 \mu\text{m}$ の粒子を高度 64 km から 85 km まで分布させると、実測された温度分布が得られるという (Pollack et al. 1980)。しかし、これを疑問視する考えも強い (Esposito et al. 1983)。

雲の上層部は 東から西へと、約 100m/s の速さで回転している。Limaye et al (1982) は、紫外域で見える雲の模様の 小さな一つ一つの構造を追跡して、速さを測定している。赤道付近では 94m/s との速さを得ており、これは 4.8 日で一周するのに相当する。同様に、緯度 40° 付近では 4.2 日で一周するのに相当する速さを得ている。

一方、紫外の模様が回転する周期については、赤道付近で 3.94 ± 0.1 日、 45° 付近で 5.20 ± 0.2 日という解が得られている。上で得られた値と模様の回転する速さとが明らかに異なることから、紫外の模様は雲の上に生じた何らかの形の波であると言われている (Del Genio, Rossow 1982)。

紫外線を吸収して 暗い模様を作る物質は 少なくとも 2 種類 なければならないことがわかってきた。一つは SO_2 ガスで、 $\lambda < 0.32\mu\text{m}$ の紫外線を吸収する。なぜ 上から見た時に模様として見えるのかは よくわかっていないが、 SO_2 は雲の

最上端よりは深部に多い(表2<13ページ>参照)ことから、

上昇気流の強さにゆらぎがあるのが原因との説が有力

である(Esposito et al. 1983)。もう一つの吸収物質と

しては最近、アモルファスのイオウが候補にあげられ、

モード1の粒子やモード2粒子の核はイオウであるとする

モデルが提唱されている(Toon et al. 1982)。

§4. 近赤外($\lambda \geq 3\mu\text{m}$)での金星観測

硫酸液滴は $\lambda \geq 3\mu\text{m}$ において吸収帯を持ち、その屈折率の虚数部は 0.1 程度である (Palmer, Williams 1975)。この特徴は地上観測から雲の粒子を濃硫酸と同定する際の証拠の一つとなった; Pollack et al. (1975) が 波長 $1 \sim 4\mu\text{m}$ の領域で金星の輻射強度を観測し、 $\lambda \geq 3\mu\text{m}$ では $\lambda \leq 2.5\mu\text{m}$ に比べて ごくわずかに輻射強度がないことを発見したのである。ただし、彼らの観測はスペクトルの形だけを問題にし、各波長での絶対強度は求めている。

一方、Martonchik, Beer (1975) は $3.4\mu\text{m}$ の輻射強度とその位相角依存性から、半径 $1\mu\text{m}$ の硫酸の雲の上に光学的厚さ $\tau(3.4\mu\text{m}) \simeq 0.23$ の haze 層があることを推論していた。位相角の小さなところで強い輻射を観測し、これを小さな液滴によるものと考えたわけである。ところが、彼らの

(脚注) 位相角: 一般に、光源・散乱体・観測者を結んでそのなす角のことを言う。ここでは金星を中心にして太陽と地球のなす角。

いう haze が パイオニア・ビーナスのオービターから 主に $\lambda = 0.94 \mu\text{m}$ で観測された haze と同一のものであるとすれば、その組成は硫酸ではあり得ない (Mukai, Mukai 1982)。オービターからの観測では $\tau(0.94 \mu\text{m}) \lesssim 0.2$ 、粒子の平均半径 $0.23 \mu\text{m}$ 程度 (Kawabata et al. 1980) であり、これは硫酸の光学特性を考えると $\tau(3.4 \mu\text{m}) \lesssim 0.04$ と等価だからである。

Martonchik, Beer のデータは 1970年から74年にかけての観測によるものである。Kawabata et al. (1984) によれば、パイオニア・ビーナスが金星に到達した 1978年末から ~ 500 日の間に haze 層の光学的厚さは およそ $\frac{1}{3}$ に減少したという。このような長期にわたる haze 層の変化があるのならば、新しい観測データがぜひ必要である。

以上は赤外測光観測であるが、 $\lambda \gtrsim 3 \mu\text{m}$ での硫酸の吸収帯は次のようなことも意味する。この波長域では、吸収が大きいことから、多重散乱が起こりにくい。よって、金星を $\lambda \gtrsim 3 \mu\text{m}$ で観測すると、1回だけ散乱されてやってきた光

の割合が大きく、多重散乱で薄められない大きな偏光が予想される。偏光じたいが大きければ、例えば haze 層の変化などが起こった時、その及ぼす影響が観測できる程度の大きさになる可能性がある。つまり、この波長域での偏光観測はたいへん意味があるかも知れないのである。

では、従来の観測にはどのようなものがあるだろうか。波長 $\lambda > 3\mu\text{m}$ での観測は次の3種類である: Forbes (1971), Landau (1975), Sato et al (1980)。

Forbes は 1967 年に 1 回、1970 年に 4 回 L バンド ($\lambda = 3.6\mu\text{m}$) の観測を行ない、5.6% から 14.3% の範囲の偏光の大きさを得ている。可視域での偏光 (最大で数%; Hansen, Hovenier 1975) よりずっと大きい値は、定性的に 硫酸モデルとよく合う。

しかし、観測は、位相角 29° と $\sim 140^\circ$ の 4 回とだけで、位相による偏光の変化から屈折率を求めることはできない。

Landau は 1972 年と 73 年に計 7 回 K ($2.2\mu\text{m}$), L ($3.6\mu\text{m}$),

M ($4.8\mu\text{m}$) の観測を行なっているが、彼の結果は 器械による

にせの偏光などのために誤差が2~12%に達している。

Mバンドでの6回の測定のうち3回が<5%, 1回が<10%

という上限しか得られなかったため、硫酸の存在に疑問を提示

したものだ。しかし、Sato et al. は8回のMバンド($5.0\mu\text{m}$)

の観測すべてに2.4% ~ 8.3%の有意な値を得ている。Sato et al.

は同時にI'($1.0\mu\text{m}$)からL($3.6\mu\text{m}$)までの観測も行なっていて、

硫酸の雲に矛盾しない結果——Lバンドだけで30%以上に

達する偏光——を得ている。ただし、彼らの観測は位相角 $\sim 30^\circ$

から $\sim 60^\circ$ と $\sim 100^\circ$ から $\sim 110^\circ$ に限られている。

このように、これまでの観測は数が乏しく、非体系的

に行なわれていたにすぎない。また、すべて広帯域フィルターを使っての

測定で、例えばLバンド($\Delta\lambda \sim 0.8\mu\text{m}$)の範囲で偏光が波長に

よってどのように変化しているかに関するデータなどはなかった。

そこで、われわれは金星の近赤外測光および偏光

観測を行なうことにした。第一の目標は、位相角をなるべく

広くカバーしてまんべんなくデータをとることにおいた。さらに、これ

をなるべく短い期間内に ます済ませる ことに努めた。先に述べたような長期間での変化があれば、位相角依存性を測定しているのか長期間変化を測定しているのか わからなくなってしまうからである。次いで、特に偏光観測については、狭帯域フィルターを使つての波長依存性を調べた。観測の途中で偏光の数日スケールでのゆらぎを見つけたため、これについては数週間の観測で集中的に調べ、 ~ 5 日周期の偏光の変動を検出した。次のII・III章でこれらについて述べる。

II 測光観測

§1. 金星の測光観測での留意点

金星は、いま問題にしている波長域 ($\lambda \geq 3\mu\text{m}$) で吸収帯を持っているとは言え、きわめて明るいので、 S/N 比の高い観測を1回1回行なうことは容易である。しかし、輻射の絶対量の位相角依存性を調べる場合には、注意しなければならない点がある。以下にそれらについて述べる。

第一に、金星はひろがりを持っていて、しかもそれが位相角によって何倍も変化するという点である。一般に測光観測は、標準星と対象天体の明るさを比較することによって行なうわけだが、いまの場合標準星は点源で金星はひろがっているのがある。

これが観測の精度にどう影響するか。検出器とその前の光学系が理想的で、視野の中の赤外線がすべて同じ効率で検出される場合には問題はない。しかしながら実際には視野内にも感度のむらがあり、普通中心部に比べて周辺部

では感度が だらだらと 落ちている。よって ひろがた天体は
点源よりも暗く観測されがちである。そしてその実際の明るさ
と観測値との差は、ひろがりが多いほど大きくなる。金星の
ように視直径が何倍も変化する天体では深刻な問題に
なり得る。

上松天体赤外線観測室(AIRO)の 108cm 望遠鏡
の場合 現在使用可能な視野は公称 直径 $40''$ までである。
金星の視直径は外合時(位相角 0°)の $10''$ から最大離角時
(位相角 90°)の $25''$ をへて内合時(位相角 180°)の $65''$ まで
変化する。したがって、すべての位相角の範囲をカバーして観測
(脚注)
することは(普通の方法では)できない。われわれは位相角 $\sim 95^\circ$
までの観測を行なうことにした。I章で述べたように、位相角の
小さいところでの輻射強度のふりまが重要だからである。

図4に 視野内の感度分布を示す。標準星を観測

(脚注) 例えば、金星の視直径が大きい時に、小さな視野で金星面を
mapping することは可能だが、それから輻射の絶対値を精度良く
求めることはきわめてむずかしい。

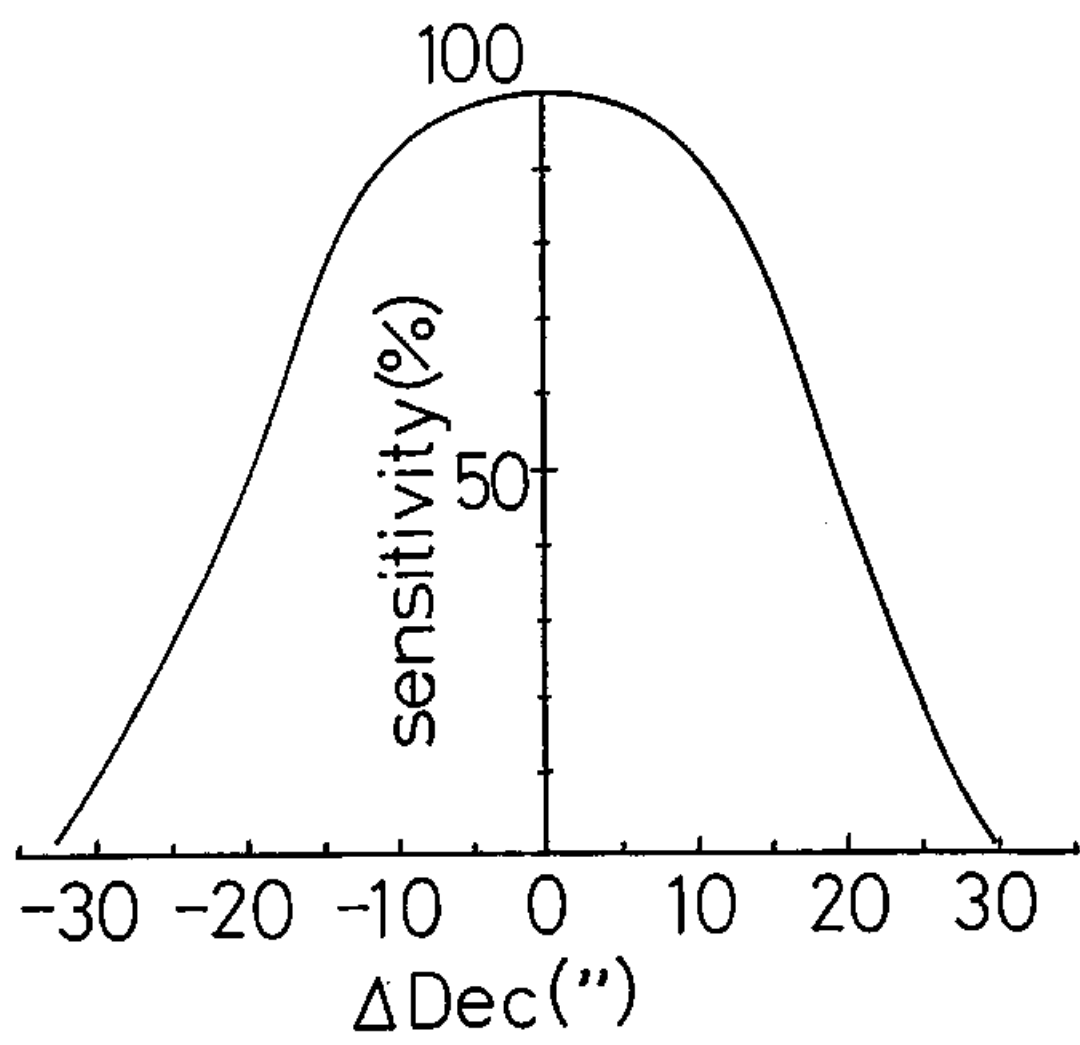


図4 視野内の感度分布。R.A.方向でもほぼ同様の分布を示す。

して求めたものである。この図から、位相角 95° (直径 $27''$ の半月形) であっても中心での点源に比べて数パーセントの感度劣化しかないことがわかる。

次に、比較星の問題がある。金星は天球上を黄道面にそって動き回る。測光観測の比較星は対象天体の近傍にとるのが望ましいので、いくつかの比較星を選んでおかなければならない。また、広帯域 (例えば L バンド ($\Delta\lambda \approx 0.8\mu\text{m}$)) での測光の場合には対象天体と似たようなスペクトル分布の星を選ぶべきだが、金星は、前述のように $\lambda \geq 3\mu\text{m}$ に吸収帯を持った特異なスペクトルをしている。このため、 $\lambda = 3.6\mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.08\mu\text{m}$ という狭い帯域幅のフィルター (特性は 図10 <49ページ> 参照) で観測を行った。この幅は吸収帯によるスペクトルの変化に比べて狭く、形の違いが無視できる。

輻射強度を比較する標準星には 表4 の星を使った。

まず α Ari の L バンドでの明るさ -0.74 mag (Johnson et al. 1966) を同じ等級を仮定して $\lambda = 3.6\mu\text{m}$ での値 ($\text{W}/\text{cm}^2/\text{cm}^{-1}$) に

なおした。次に他の3つの星については AIROの望遠鏡で
Ariと比較して $\lambda = 3.6\mu\text{m}$ の測光を行なった。Johnson et al.
による3つの星のLバンドの値から同様の仮定で個別に求めた
 $\lambda = 3.6\mu\text{m}$ の明るさと1~5%の違いしか見られない。

最後に金星がこの波長域で大きな (~40%にのぼる;
第三章参照のこと) 偏光を示すことからくる問題がある。斜めに
反射する鏡のような光学系は ある一定の方向の偏光を弱めてしまう
可能性があり、その結果、偏光の成分に重みをおいた位相角
依存性を測定してしまうことが考えられる。重みのかけ方が定量的
に評価できればそれでもいいが、普通は不可能である。これを
防ぐために、検出器の直前の光学系として直進のレンズのみを
用い、全体を望遠鏡のカセグレ焦点において観測を行なっ
た。

§2. 観測とその結果

観測は、京都大学上松天体赤外線観測室(AIRO)の
108cm望遠鏡に液体窒素冷却のInSb赤外線検出器を
とりつけて、1982年3月から84年3月まで行なった。観測日数
は18日、位相角 27° から 94° までをカバーしている。

表5に観測結果を示す。観測日、位相角、
輻射強度、金星から1A.U.の距離に換算した輻射強度、観測時
(脚注)
の平均大気量、比較星、比較星観測時の平均大気量の順である。
大気量の違いで大気による減光量が異なる効果については、
 $0.07 \text{ mag}/(\text{大気量})$ として計算した。これはAIROでの観測から
求めた値である。

各々の観測値の誤差を観測時のS/N比から
求めると $\sim 1\%$ 程度と小さいが、絶対的な輻射強度の誤差は
§1で述べたような原因のために大きくなる。そしてその誤差の評価

(脚注) 対象天体の天頂からの角度を z として、 $\sec z$ を大気量
とよんでいる。

表4 測光の標準星。

Comparison star	Flux ₂ (10^{-17} W/cm ² /cm ⁻¹)
α Ari	1.68
α Aur	5.05
α Boo	15.1
β Cap	0.406

表5 測光観測結果

Date	Phase angle	Flux (10^{-17} W/cm ² /cm ⁻¹)	Flux at 1 A.U. (10^{-17} W/cm ² /cm ⁻¹)	Averaged air mass (Venus)	Comparison star	Averaged air mass (c.star)
1982/						
March 27	94°2	13.2	5.35	1.58	β Cap	1.76
28	93°5	12.3	5.10	1.87	β Cap	2.63
April 1	91°0	11.3	5.20	1.54	β Cap	1.58
6	87°9	10.3	5.28	1.47	β Cap	1.78
11	85°2	9.30	5.30	1.42	β Cap	1.63
May 22	65°4	4.27	4.88	1.39	α Ari	1.17
23	65°0	4.25	4.92	1.20	α Ari	1.05
June 12	56°5	3.44	5.10	1.08	α Ari	1.03
July 11	44°6	2.63	5.08	1.05	α Ari	1.18
1983/						
Jan. 25	27°2	1.85	4.58	1.76	α Ari	1.21
March 19	46°5	2.19	3.95	1.67	α Ari	1.51
20	47°0	2.24	4.00	1.03	α Ari	1.09
April 18	59°2	3.30	4.42	1.04	α Aur	1.02
Nov. 21	80°2	8.20	5.40	1.37	α Boo	1.20
Dec. 4	73°6	6.00	4.93	1.41	α Boo	1.20
6	72°6	5.96	5.06	1.54	α Boo	1.08
7	72°2	6.02	5.19	1.47	α Boo	1.31
1984/						
March 28	29°2	2.01	4.94	2.42	α Ari	1.09
					α Aur	1.02

は困難である。しかし、比較星の光度が数パーセント以内の誤差でわかっていること、金星のひろがりの効果にたいも数パーセントをこえないことから考えて、絶対強度の誤差は10%以内と考えてよいだろう。

次に図5にこの観測結果を Martonchik, Beer (1975)の結果とともに示す。彼らの結果はまばらで、また、われわれの結果は彼らの2回ぶんの測定に相当する位相角の大きい側を欠いている。しかし、この2組の結果の傾向がまったく異なることは明らかである。

彼らの観測結果の特徴は、輻射強度が位相角の小さい側(後方散乱)で大きく、観測点が左上から右下にかけてほぼ単調にならんでいることである。それに対して、われわれの今回の結果はむしろ左下がり気味に水平に分布している。この違いについてはIV章§1.で考察する。

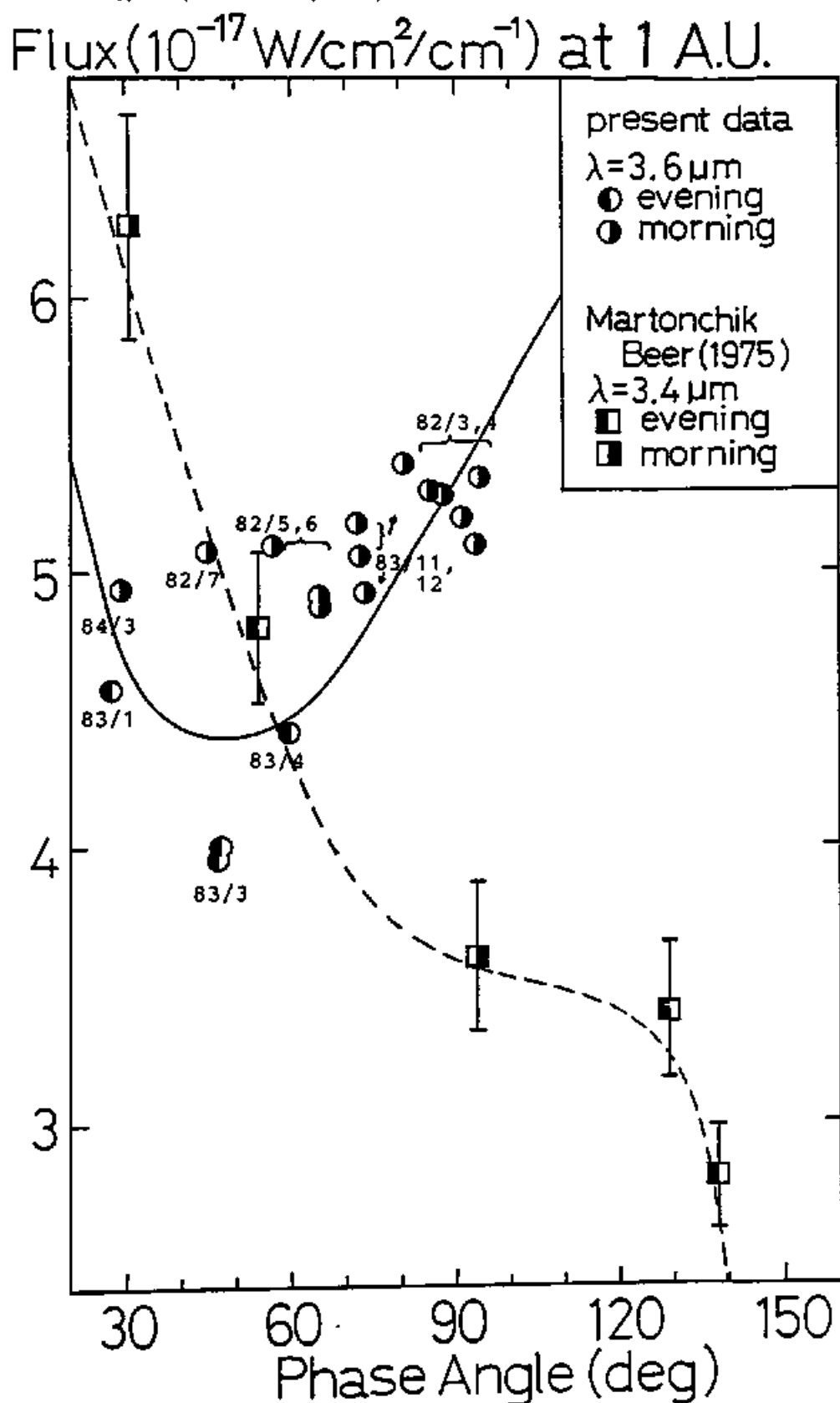


図5 赤外輻射強度の観測結果。数字は観測年月を示す。
実線は haze なし、点線は $\tau \approx 0.23$ の haze のモデル (MB (1975) より)。

Ⅲ 偏光観測

§1. 偏光観測の原理

電磁波は 強度・直線偏光の量・その方向・円偏光の量 という4つのパラメータで記述されるが、これにはストークスパラメータ

I, Q, U, V が用いられる。赤外線検出器は強度 I だけしか測定できないので、偏光の観測のためには、 Q, U, V を強度の変化

に変えてやる必要がある。それにはいくつかの方法があるが、

われわれが採用したのは、固定した偏光子(ポライザー)の前で

$1/2$ 波長板を回転させて直線偏光の2成分 Q と U とを I の変化

になおす方法である。この偏光計による観測の原理を、以下

に簡単に述べる。

ストークスパラメータ I, Q, U, V を持った赤外線が、

この偏光計に入射したとしよう。赤外線検出器が感じる赤外線の強度 I' は次の式にしたがう。

$$I' = \left(\frac{T_e + T_r}{2} \right)^{1/2} \left\{ I + P_0 \sin^2 \frac{\tau_0}{2} [Q \cos 4\psi + U \sin 4\psi] + P_0 \cos^2 \frac{\tau_0}{2} Q - P_0 \sin \tau_0 V \sin 2\psi \right\}$$

(次ページ脚注)

ここに、 T_e, T_r, P_0 は偏光子の特性を表わす量、 τ_0 は波長板の

ひきおこす位相のずれで 完全な $\frac{1}{2}$ 波長板の場合である。

角度 ψ は $\frac{1}{2}$ 波長板の、ある適当な軸から 1 けたた回転角である。

$\frac{1}{2}$ 波長板では

$$I' = \left(\frac{T_R + T_L}{2} \right)^{1/2} \left\{ I + P_0 [Q^2 + U^2]^{1/2} \cos(4\psi - 2\chi) \right\}$$

$$\text{ただし } \chi = \frac{1}{2} \tan^{-1} \left(\frac{U}{Q} \right)$$

となって、

直線偏光の割合 $(Q^2 + U^2)^{1/2} / I$ と方向 χ を求めることができる。

$\frac{1}{2}$ 波長板を回転させる方法の本質的な利点は

次に述べる事実にある。 I, Q, U, V を縦ベクトルとして表わした時、

角度 ψ の方向に置かれた $\frac{1}{2}$ 波長板は次のような行列として表現

できる：

$$\begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 & 0 \\ 0 & \cos 4\psi & \sin 4\psi & 0 \\ 0 & \sin 4\psi & -\cos 4\psi & 0 \\ 0 & 0 & 0 & -1 \end{pmatrix} \quad (\text{例えば Serkowski 1972}).$$

直線偏光に関して、 $\frac{1}{2}$ 波長板は Q, U で表わされる偏光の

方向を回転させるだけの効果しか持っていないことがわかる。

したがって、 $\frac{1}{2}$ 波長板を透過した光を 固定した偏光子において

(脚注 <前ページより>) T_L は偏光子を 2 枚 平行において自然光を透過させた時の透過率、
 T_R は垂直時の透過率、 P_0 は効率 $\left(\frac{T_L - T_R}{T_L + T_R} \right)^2$ である。理想的な偏光子では
 $T_L = \frac{1}{2}$, $T_R = 0$, $P_0 = 1$ となる。

検出器で受け、 $\frac{1}{2}$ 波長板の回転によって生じる強度変化を
取り出してやれば、それが直線偏光の大きさになっている。偏光子
の効率はふつう、 $\sim 95\%$ 以上あるので、偏光子と検出器を一体と
して考えれば、それらは實際上、常に一定方向の偏光成分にのみ
感度のある検出器と見なすことができる。

これが、例えば、偏光子を回転させる方法だと、そうは
いかない。検出器に入射する電磁波の偏光方向は常に変化する。
検出器が一定方向の偏光に大きな感度を持っていれば、
instrumental な（天体のではなく器械による）偏光が受かる
ことになる。また、光を 90° 反射する鏡のようなものは器械による
偏光を生じるのでどこにも置くことができない。（われわれの方法
では、偏光子の効率が 100% と見なせれば、 $\frac{1}{2}$ 波長板の後方どこにでも、
どのような直線偏光を生じる光学系でも——グレーティングのように数十%
に達する偏光を生じるものでも——置くことができる。 $\frac{1}{2}$ 波長板の回転
による強度変化だけを直線偏光の大きさとするからである。）さらに、
現実問題として、偏光子を光軸に垂直のまま回転させることは

むずかしい。偏光子は、その製作工程からいって、平行平板とすることが困難なためである。光軸と垂直でない回転は、検出器上での像のゆれを生じ、器械による偏光として受かることになり得る。一方、 $\frac{1}{2}$ 波長板は薄い平行平板であり、その回転による像のゆれを、無視できるほど小さくすることは容易である。

§ 2. 偏光計のハードウェア

偏光計の光学素子のうち、 $\frac{1}{2}$ 波長板には MgF_2 の板を用いた。位相のずれてがどの波長でも π で、 $\frac{1}{2}$ 波長板として完全なものが望ましいが現実の材質ではそうならない。

K ($2.25\mu\text{m}$)・ICE ($3.1\mu\text{m}$)・L ($3.8\mu\text{m}$)・M ($5.0\mu\text{m}$)のそれぞれに別々の $\frac{1}{2}$ 波長板を用いた。分光器で測定された位相のずれを 図6に示す。

偏光子としてはワイヤグリッドを用いた。これは CaF_2 の基板上に、レーザーの干渉縞のパターンを焼きつけ、Al を蒸着してグリッドとしたものである。観測に用いた一組のワイヤグリッドの特性を 図7に示す。実験室および実際に望遠鏡にとりつけての測定によるものである。

これらの光学素子は 図8の偏光計のソケットに差し込むようになっている。第1ソケットは固定されており、偏光子を入れる。第2ソケットには波長板を入れ、DCモーターで32秒に1回転させる。このソケットの回転角が $\frac{\pi}{16}, \frac{2\pi}{16}, \frac{3\pi}{16}, \dots$ となると

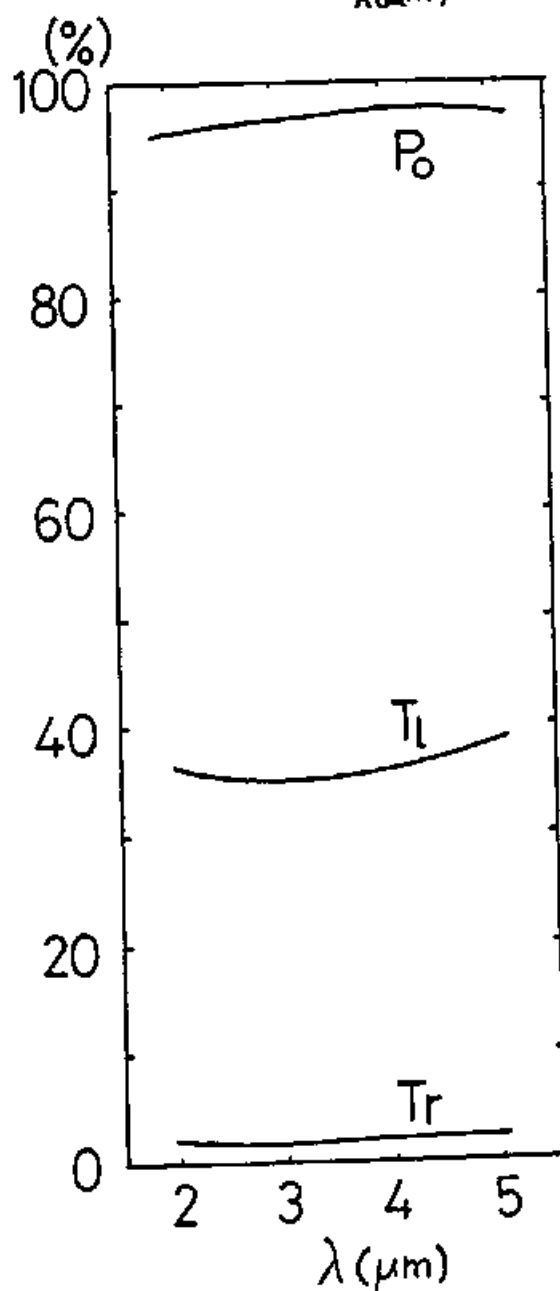
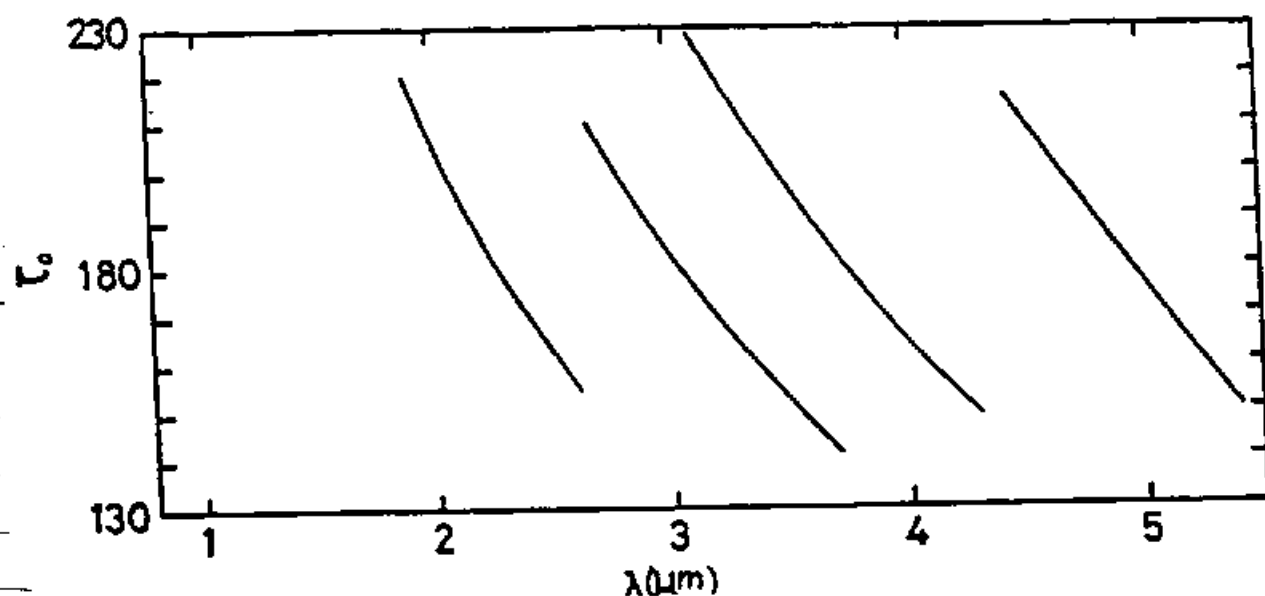


図6 4枚の $\frac{1}{2}$ 波長板の特性。
縦軸は位相のずれをdegで表わしたもの。

図7 偏光子の特性。
 P_0, T_l, Tr については39ページ脚注参照。

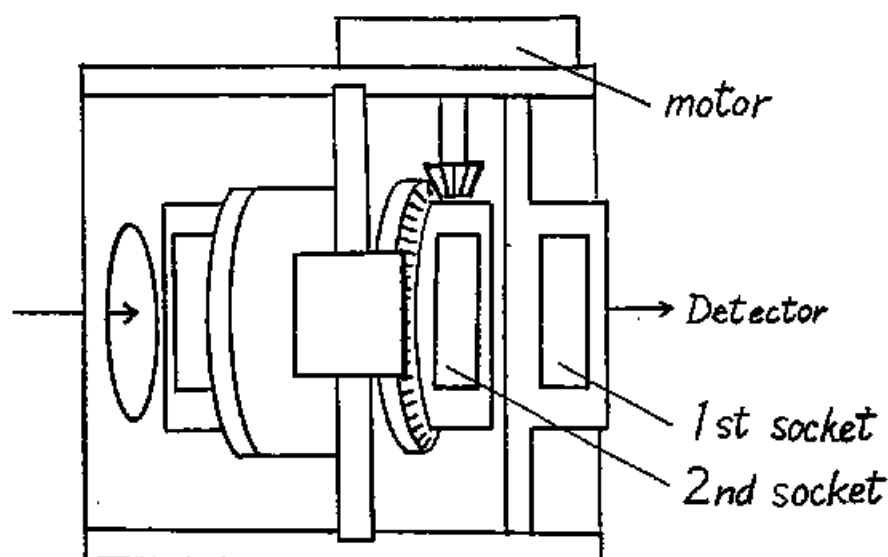


図 8 偏光計の構造概略。

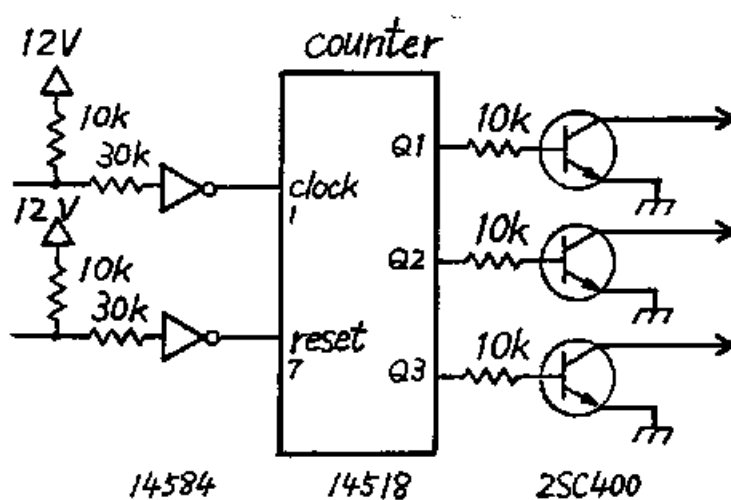


図 9 偏光計のパルス計数回路。

にパルスを出すように、モーターの軸にスリット付き円盤とフォトダイオードが付随している。このパルスは図9の回路をへて、000₂進 (=0) から 111₂進 (=7) にデジタル化され、オープンコレクタ出力でマイクロコンピュータに入力される。

検出器からの信号は、プリアンプ・ロックインアンプをへて 12ビットのADコンバーターにほいり、マイクロコンピュータに入力される。

偏光計からの信号を受け、ロックインアンプの出力を読み取るADコンバーターとマイクロコンピュータは、観測の前半と後半で異なるものを使用した。1982年9月までは偏光観測単能機のDISCO-1 (DENSAN製)、それ以降は汎用パーソナルコンピュータ-PC-9801 (NEC製) にADコンバーター (DATEL製) を組み込んだものである。PC-9801は、RAMリフレッシュ時やDMA時にCPUがバスを放棄し、まちがったアドレス信号が出ることがあるので、ADコンバーターを組み込んだポートにはCPUアクティブを検知する機能を持たせた。

§3. 偏光計のソフトウェア

偏光観測で求めたいのは赤外線強度ではなく、直線偏光の割合 $P = (Q^2 + U^2)^{1/2} / I$ とその方向 $\chi = \frac{1}{2} \tan^{-1}(\frac{U}{Q})$ である。そしてそれらがどの程度の誤差を含んでいるかが問題となる。偏光の大きさや方向、それらの誤差をいかに求めるのか見てみよう。

$\frac{1}{2}$ 波長板の回転角 ψ が $\frac{8k\pi}{16}, \frac{(8k+1)\pi}{16}, \dots, \frac{(8k+7)\pi}{16}$ (k : 整数) となった時の強度 I' による信号を AD 変換して、 $x_{\text{星}k0}, x_{\text{星}k1}, \dots, x_{\text{星}k7}$ の各番地に記憶する。これを n 回くり返した後、背景の空に対しても同様の観測を行ない、 $x_{\text{空}k0}, x_{\text{空}k1}, \dots, x_{\text{空}k7}$ を記憶する。その差を $x_{k0}, x_{k1}, \dots, x_{k7}$ とする。

ストークスパラメーター I, Q, U と P, χ は次のように計算できる。

独立な未知数 I, Q, U に対して $8n$ 回の測定があり、

次のような関係が成立している。

$$\begin{cases} I + \frac{Q}{\sqrt{2}} = x_{i0} - p_{i0} \\ I + \frac{\sqrt{2}}{2} Q + \frac{\sqrt{2}}{2} U = x_{i1} - p_{i1} \\ \dots \\ I + (\cos \frac{j\pi}{4}) Q + (\sin \frac{j\pi}{4}) U = x_{ij} - p_{ij} \\ \dots \\ I + \frac{\sqrt{2}}{2} Q - \frac{\sqrt{2}}{2} U = x_{i7} - p_{i7} \end{cases} \quad (p_{ij} \text{ は残差, } i=1, \dots, n, j=0, \dots, 7)$$

最小二乗法 ($\sum_i \sum_j p_{ij}^2$: 最小) から $\sum_i \sum_j p_{ij} \frac{\partial p_{ij}}{\partial S} = 0$ ($S = I, Q, U$) の
3つの式を作ると、

$$8nI = \sum_i \sum_j x_{ij}, \quad 4nQ = \sum_i \sum_j (\cos \frac{2\pi}{4}) x_{ij}, \quad 4nU = \sum_i \sum_j (\sin \frac{\pi}{4}) x_{ij}$$

となるので、これから I, Q, U が求められる。また、 I, Q, U の誤差は

$$\sigma_I^2 = \sum_i \sum_j p_{ij}^2 / 8n(8n-3)$$

$$\sigma_Q^2 = \sigma_U^2 = \sum_i \sum_j p_{ij}^2 / 4n(8n-3)$$

となる (例えば、一瀬正巳 1973)。これから、

偏光の大きさを P 、方向 χ の誤差を求めてやると、

$$\begin{aligned} \sigma_P^2 &= \left(\frac{\partial P}{\partial I}\right)^2 \sigma_I^2 + \left(\frac{\partial P}{\partial Q}\right)^2 \sigma_Q^2 + \left(\frac{\partial P}{\partial U}\right)^2 \sigma_U^2 \\ &= \left(\frac{P^2}{2} + 1\right) \sum_i \sum_j p_{ij}^2 / 4n(8n-3) I^2 \end{aligned}$$

$$\sigma_\chi^2 = \sigma_P^2 / 4P^2 \quad (\text{ラジアン}).$$

となる。

§ 4. 観測

観測は AIRO の 108 cm 望遠鏡のカセグレン焦点に上記の偏光計をとりつけ、液体窒素冷却の InSb 赤外線検出器を用いて行なった。期間は 1981 年 10 月から 83 年 12 月までで、大きく 2 つに分けることができる。1 つは 1982 年 1 月の内合前後の東方離角・西方離角の時期であり、もう 1 つは 1983 年 8 月の内合後の西方離角の時期である。

フィルターとしては 図 10 に示した透過特性のものと CVF (circular variable filter ; 波長分解能 $\lambda/\Delta\lambda \sim 50$ で $2.2\mu\text{m}$ から $4.2\mu\text{m}$ まで観測できる) を用いた。

視野の大きさは、金星の距離に応じて $40''$ と $13''$ を使った (ただし、82 年 1 月 11 日の CVF 観測だけは $27''$ を用いた)。 $40''$ の視野は 距離が遠い (位相角: 小) 時に金星の全面をカバーする観測に、 $13''$ の視野は 近い (位相角: 大) 時に、三か月形に光っている部分の中心だけを観測すために使った。 図 11 に、観測時の金星の形と大きさを、

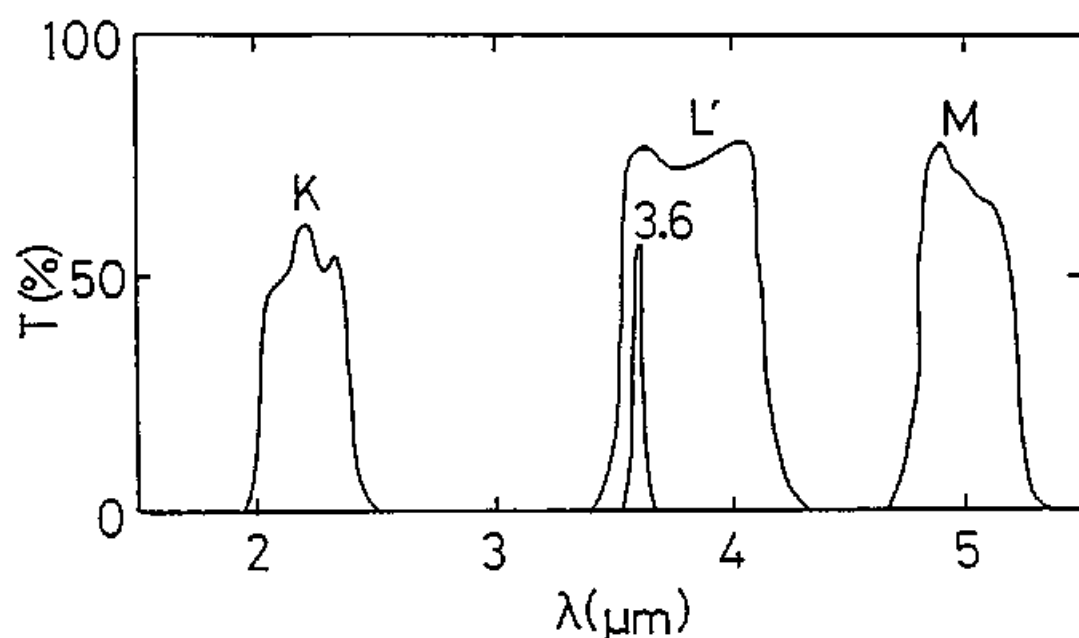


図10 観測に用いたフィルターの透過特性。

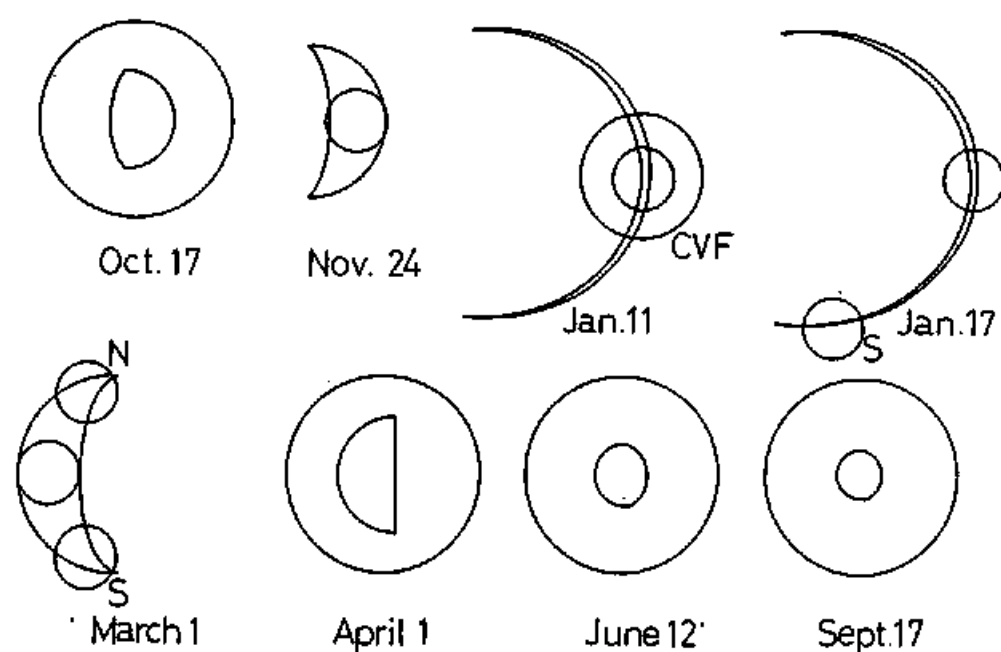


図11 金星のみかけの形と視野の位置。

視野の位置と大きさとともに示す。

器械によるにせの偏光のチェックには、偏光がない
とされている α CMi, α PsA (Serkowski 1972) を観測し、
0.1% 以下との値を得た。

§5. 観測結果

(a) 偏光の波長依存性

Circular variable filter (CVF) による観測結果を表6と図12に示す。位相角 106° から 157° までの6回にわたって測定したものである。図12からわかるように、偏光の大きさは観測波長にきわめて鋭敏である。

(i) $\lambda \leq 2.5\mu\text{m}$ では偏光は1%程度かそれ以下で、

(ii) λ が増すにつれて急速に増加して $\lambda \sim 3.4\mu\text{m}$ で極大となり、

(iii) それより長い波長ではたらたらと下がりゆく。

この波長依存性は硫酸の性質とよく合う。

すなわち Palmer, Williams (1975) によると 75% 濃硫酸の屈折率の虚数部は、(i) $\lambda \leq 2.5\mu\text{m}$ では 10^{-3} 程度だが、(ii) $\lambda \sim 3.0\mu\text{m}$ で

0.1に達し、(iii) $\lambda \sim 7\mu\text{m}$ まで ~ 0.1 のままである。よって $\lambda \leq 2.5\mu\text{m}$

では金星の雲に入射した太陽光は多重散乱を受けて小さな

偏光しか示さないが、 λ が増すと1回しか散乱されずにそれぞれ

の方向へやってくる光が大きな比率になり、偏光が大きくなる。

ただし、(iii)の領域では、 $\sim 260\text{K}$ の雲が出ず、ほとんど偏光していない熱輻射が大きくなるため、それに「薄められ」て、偏光の大きさが減るのである。

CVFでの測定結果のうち、 $\lambda = 2.2\mu\text{m}$, $3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$ での結果は同じ日の K ($2.25\mu\text{m}$), $3.6\mu\text{m}$ 狭帯域, L ($3.8\mu\text{m}$) の各フィルターでの観測結果と おおむね一致している (次の表7 参照)。CVFでの観測で誤差が大きいのは、信号が弱いのと 時間的な制約——多くの波長で観測しなければならない——による。

表6 CVF1253 偏光観測結果

Table Results of polarization P(2) with CVP

λ (μm)	2.2	2.4	2.5	2.9	3.0	3.1	3.2	3.3	3.4	3.5	3.6	3.7	3.8	3.9	4.0	4.1	4.2
Date(U.T.)	Phase Angle θ																
1981/Dec 3.2	105.7	—	—	1.6 \pm 1.1	14.4 \pm 1.2	18.8 \pm 1.0	—	—	37.8 \pm 1.5	—	35.9 \pm 0.9	—	—	—	29.3 \pm 1.1	—	—
4.3	106.6	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
21.2	123.8	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
1982/Jan 10.2	155.2	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
11.2	157.1	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
1987/Mar 2.0	114.0	0.5 \pm 0.3	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—

Note Observations were made with a 13 arcsec field of view except on Jan. 11.

On Jan. 11, a 27 arcsec field of view was employed.

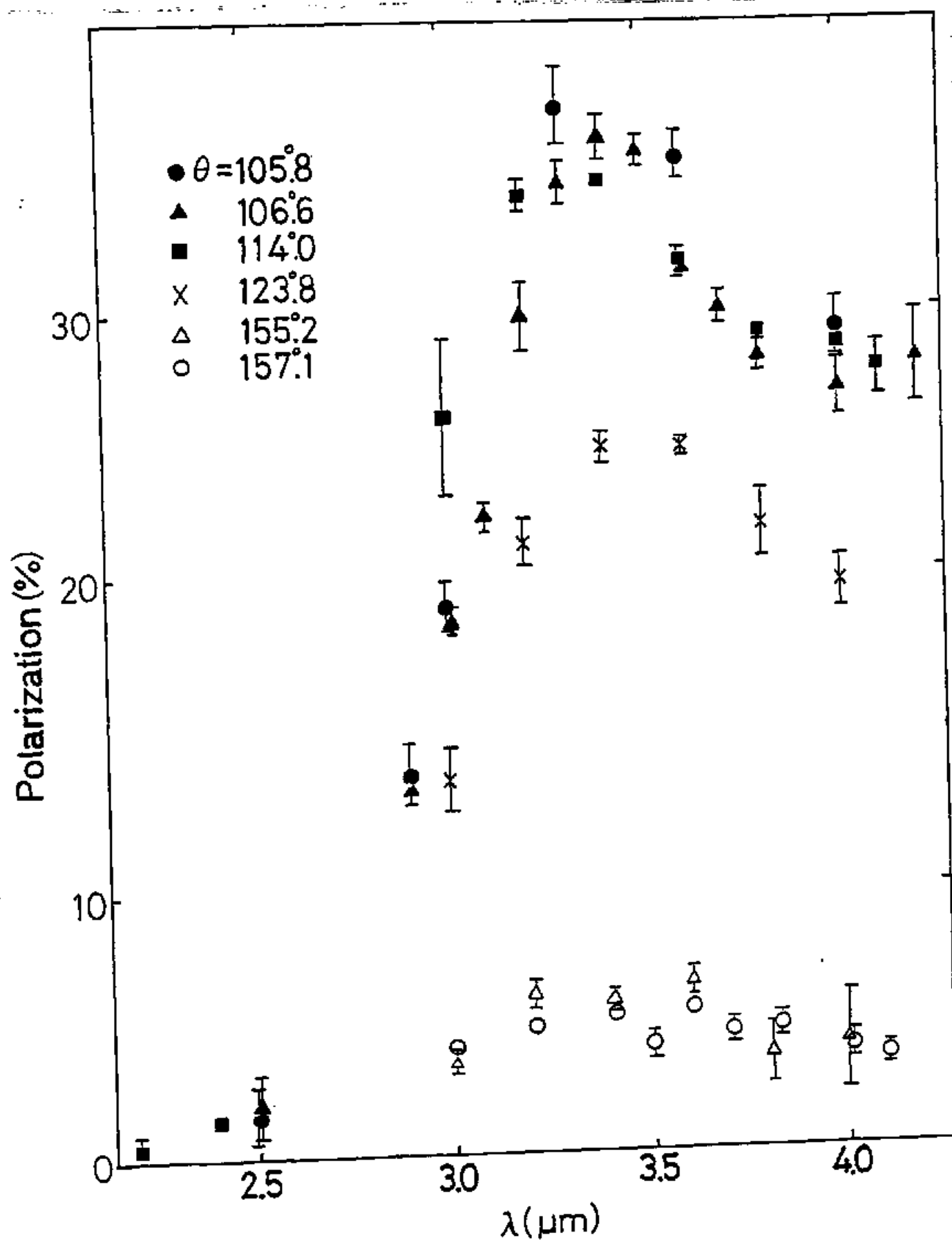


図12 CUFでの偏光観測結果。鋭い波長依存性がある。

(b) 偏光の位相角依存性

表7に1981年10月から82年9月までの結果を示す;

K($\lambda=2.25\mu\text{m}$), $3.6\mu\text{m}$ 狭帯域, L'($\lambda=3.8\mu\text{m}$), M($\lambda=5.0\mu\text{m}$)の

各フィルターを使った全観測結果である。慣習に従って、偏光の

方向は太陽・金星・観測者を含む平面に立てた垂線から左回り

にはかった角度であらわし、これが 180° (正の偏光)から 2° 以上

ずれている時のみカッコの中に表示した。

波長 $2.25\mu\text{m}$ では位相角 $\sim 115^\circ$ と 18° とで

小さな負の偏光(方向が $\sim 90^\circ$)が観測された。位相角

56° から 98° の範囲では常に小さな正の偏光が観測されて

いる。これらは Hansen, Hovenier (1974) が予想した濃硫酸

の液滴モデルと矛盾しない。位相角 18° での負の偏光は

彼らがモデル計算で予測している "glory" 現象と考えられる。

波長 $3.6\mu\text{m}$ と $3.8\mu\text{m}$ の結果を 図13, 図14に

示す。偏光は位相角 90° の付近で最大となる。細かなゆらぎ

はあるが、全体としてはなめらかな曲線上にのっている。(62ページ)

表7 K, 3.6 μ m 狭帯域, L, M フィルタによる偏光観測結果

Table Results of polarization P(%) with broad band
filters and 3.6 μ m narrow band filter

Date(U.T.)	Phase Angle θ	Field of view	$\lambda=2.25\mu\text{m}$ $\Delta\lambda=0.36\mu\text{m}$	$\lambda=3.6\mu\text{m}$ $\Delta\lambda=0.08\mu\text{m}$	$\lambda=3.8\mu\text{m}$ $\Delta\lambda=0.8\mu\text{m}$	$\lambda=5.0\mu\text{m}$ $\Delta\lambda=0.4\mu\text{m}$
1981/Oct 17.2	77°5	40"	0.9 \pm 0.3(168°)			6.7 \pm 0.2
27.2	82°4	40"	0.5 \pm 0.2(189°)			7.1 \pm 0.6
28.2	82°0	40"				6.5 \pm 0.2
30.2	83°9	40"	0.6 \pm 0.2(166°)			6.8 \pm 0.2
1981/Nov 1.2	85°0	40"	0.2 \pm 0.1(*)			7.0 \pm 0.1
9.3	89°4	40"	0.3 \pm 0.2(*)			7.0 \pm 0.2
10.2	90°0	13"				9.7 \pm 0.4
12.3	91°1	40"	0.2 \pm 0.3(*)			6.6 \pm 0.1
13.3	91°7	40"				7.2 \pm 0.1
18.2	94°8	40"				6.7 \pm 0.1
19.2	95°5	40"				6.9 \pm 0.1
22.2	97°5	40"				6.2 \pm 0.2
24.3	98°9	13"				12.0 \pm 0.9
29.2	102°5	13"		35.0 \pm 0.5		9.9 \pm 0.3
1981/Dec 2.3	104°9	13"		33.5 \pm 0.3		9.7 \pm 0.7
3.2	105°7	13"		34.2 \pm 0.3		10.5 \pm 0.4
4.3	106°6	13"		30.9 \pm 0.2		12.6 \pm 0.2
15.3	117°0	13"		26.3 \pm 0.3	26.0 \pm 0.5	9.7 \pm 0.6
16.2	118°1	13"		24.9 \pm 0.2		11.2 \pm 0.2
17.2	119°1	13"		25.8 \pm 0.1	24.9 \pm 0.2	11.7 \pm 0.2

Table (continued)

	18.2	120°.2	13"		25.6±0.1	24.8±0.1	14.1±0.3
	21.2	123°.8	13"		22.7±0.1	21.9±0.2	11.4±0.2
	25.2	128°.9	13"		19.5±0.2		
	26.2	130°.4	13"		19.1±0.1	18.8±0.1	11.5±0.2
	27.2	131°.8	13"		18.7±0.1	18.5±0.3	-11.0±0.4
1982/Jan	3.3	142°.7	13"		12.6±0.3		
	5.3	146°.1	13"		10.2±0.1		
	6.2	148°.0	13"		9.1±0.3		
	7.3	149°.8	13"		8.4±0.3		
	10.2	155°.2	13"		5.3±0.1	4.3±0.2	2.2±0.4
	11.2	157°.1	13"		4.7±0.2		1.6±0.2(185°)
	17.2	167°.9	13"		1.8±0.3	1.0±0.4	
			13"S		2.1±0.4		
	20.2	171°.0	13"		0.0±0.5(*)		
1982/Mar	1.0	115°.0	13"	0.8±0.2(90°)	29.9±0.2	29.5±0.2	11.8±0.4
			13"N			35.7±1.5	
			13"S			35.5±2.0	
	2.0	114°.0	13"	0.5±0.1(90°)	30.7±0.2	28.2±0.1	11.7±0.3
			13"N		36.3±0.4	34.4±0.8	
			13"S		37.0±0.4	36.4±0.6	
	16.1	101°.8	40"	0.3±0.1(*)	34.0±0.4	31.8±0.1	5.9±0.4
	16.9	101°.1	40"			32.0±0.1	7.1±0.6

(続)

Table (continued)

	21.9	97°5	40"	0.2±0.2(※)	35.3±0.2	32.4±0.2	6.6±0.1
	25.9	94°8	40"	0.2±0.2(※)	34.6±0.2	31.0±0.1	6.2±0.1
	27.0	94°2	40"	0.9±0.1(183°)	36.4±0.2	32.4±0.1	6.8±0.1
	27.9	93°5	40"	1.0±0.1	37.9±0.3	33.0±0.1	6.1±0.1
	28.1	93°3	40"	1.5±0.1	37.5±0.2	33.1±0.2	5.7±0.2
	28.9	92°8	40"	0.4±0.1(172°)	36.0±0.3	33.0±0.1	6.0±0.1
	29.9	91°3	40"		35.5±0.2	32.2±0.1	
1982/Apr	0.9	91°0	40"	1.1±0.1	37.2±0.3	33.7±0.3	6.9±0.2
	1.1	90°9	40"			33.8±0.1	
	1.9	90°4	40"		36.5±0.3	33.8±0.1	
	4.1	89°2	40"	0.8±0.1(165°)	35.0±0.3	31.5±0.1	6.9±0.2
	5.0	88°6	40"	0.7±0.1	36.9±0.3	32.4±0.2	6.5±0.1
	5.1	88°5	40"			32.9±0.1	
	5.9	88°0	40"	1.3±0.1	37.7±0.3	33.4±0.1	7.1±0.1
	6.1	87°9	40"			33.8±0.2	
	8.9	86°3	40"			31.3±0.1	
	10.1	85°7	40"			32.1±0.1	
	10.9	85°2	40"	1.0±0.1	36.9±0.3	33.1±0.1	6.3±0.1
	11.1	85°1	40"			33.3±0.1	
1982/May	9.9	71°2	40"	1.4±0.2	36.9±0.6	31.0±0.1	
	22.0	65°4	40"	1.3±0.2(177°)	34.7±0.2	29.1±0.1	6.1±0.1
	23.0	65°0	40"	1.4±0.2(176°)	34.5±0.2	28.4±0.1	6.3±0.1

(続 <)

Table (continued)

	23.8	64°.6	40"	1.4±0.2	33.3±0.2	29.1±0.1	5.7±0.1
1982/June	5.0	59°.4	40"	1.0±0.1	28.8±0.9	25.0±0.1	
	11.0	56°.9	40"	1.0±0.1	27.5±0.6	24.5±0.1	
	12.0	56°.5	40"	1.0±0.1	27.8±0.6	24.0±0.1	5.0±0.1
	13.0	56°.1	40"			23.6±0.1	
1982/July	11.0	44°.6	40"			14.6±0.9	
1982/Sep	17.1	17°.6	40"	1.6±0.2(89°)		3.1±0.3	

Note. "N" and "S" in "Field of view" denote the observations with a field of view centered on the north and south polar region, respectively. (図11参照) As for position angles of polarization, the values are shown in parentheses only when they are not within the range of $180^\circ \pm 2^\circ$. The asterisk shows the lack of exact values of position angles.

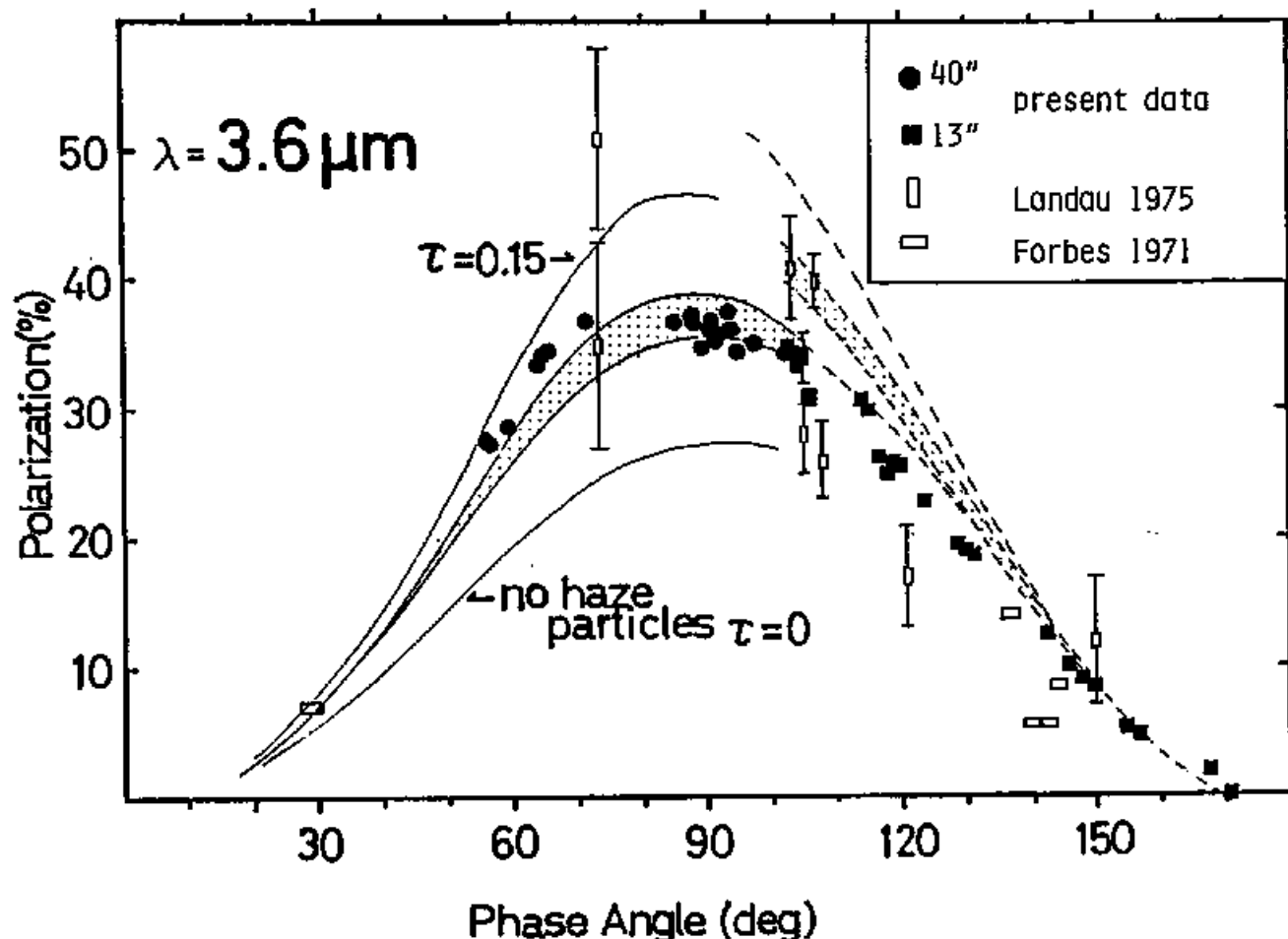


図13 波長 $3.6\mu\text{m}$ での偏光の位相角依存性。

視野40''での観測を黒丸で示し、13''を黒い正方形で示した。実線は金星全面からの熱輻射で薄められた偏光、点線は金星の光っている部分だけからの熱輻射で薄められた偏光のモデル計算。したがって実線と黒丸、点線と黒い正方形を比較すべきである。かげをつけた領域の上側が $\tau(3.6\mu\text{m}) = 0.03$ 、下側が $\tau(3.6\mu\text{m}) = 0.004$ のhaze層を設定している。

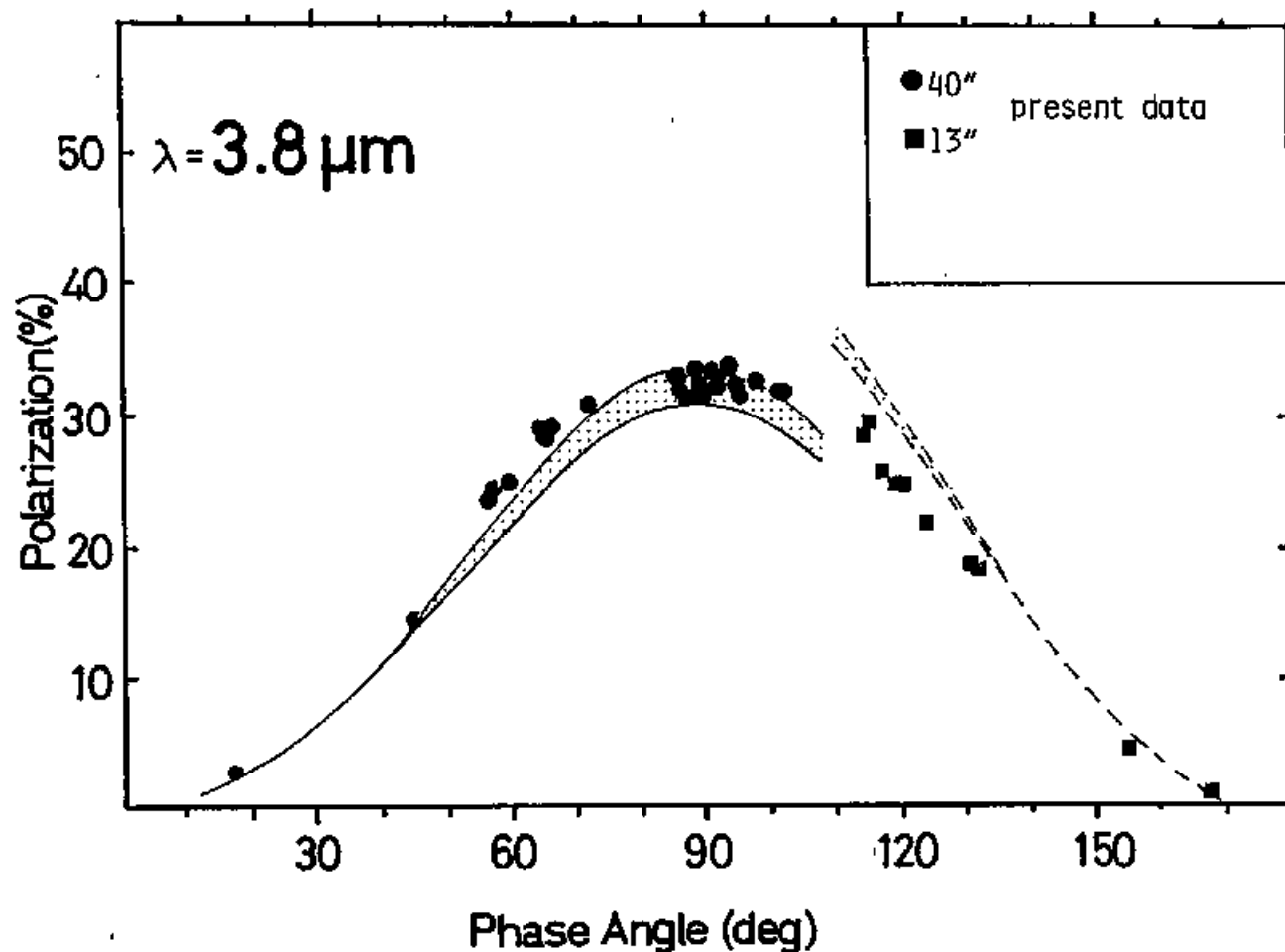


図14 図13と同様の図、波長は $3.8 \mu m$ 。

Lバンドの波長幅が $\Delta\lambda = 0.8\mu\text{m}$ と広いので厳密な比較はできないが、
L($\lambda = 3.8\mu\text{m}$)での値が常に $3.6\mu\text{m}$ での値よりわずかに小さいのは、
CVFによる波長依存性の結果と同じである。

波長 $5\mu\text{m}$ での結果を図15に示す。 $40''$ の視野での観測
結果が明らかに変化しているのに対し、 $13''$ の結果はばらつきが大きい。
これはシーイング——大気の乱れにより像がぼける現象——の影響による
ものと思われる。金星の光っている部分の中央を視野の中心に入れて観測
したが、シーイングの悪い時にはかげの部分からの熱輻射が混入して偏光を
薄めたと考えられるのである。波長 $5\mu\text{m}$ では、散乱された太陽光の約4
倍の熱輻射成分がある(Mukai, Mukai 1979)ので、偏光の値に大きな
影響を与えるのだろう。このようなばらつきはあるが、同様の位相角で比べ
ると、 $13''$ の視野での値は $40''$ での値より明らかに大きい。これもまた、
かげの部分からの熱輻射の多少によるものであろう。

これらの波長での結果は Forbes(1971), Sato et al.(1980)
の結果と矛盾しない。特に $\lambda = 5\mu\text{m}$ では常に有意な値が得られ、Landau
(1975)ではなく Sato et al.(1980)と同様の結果を示した。

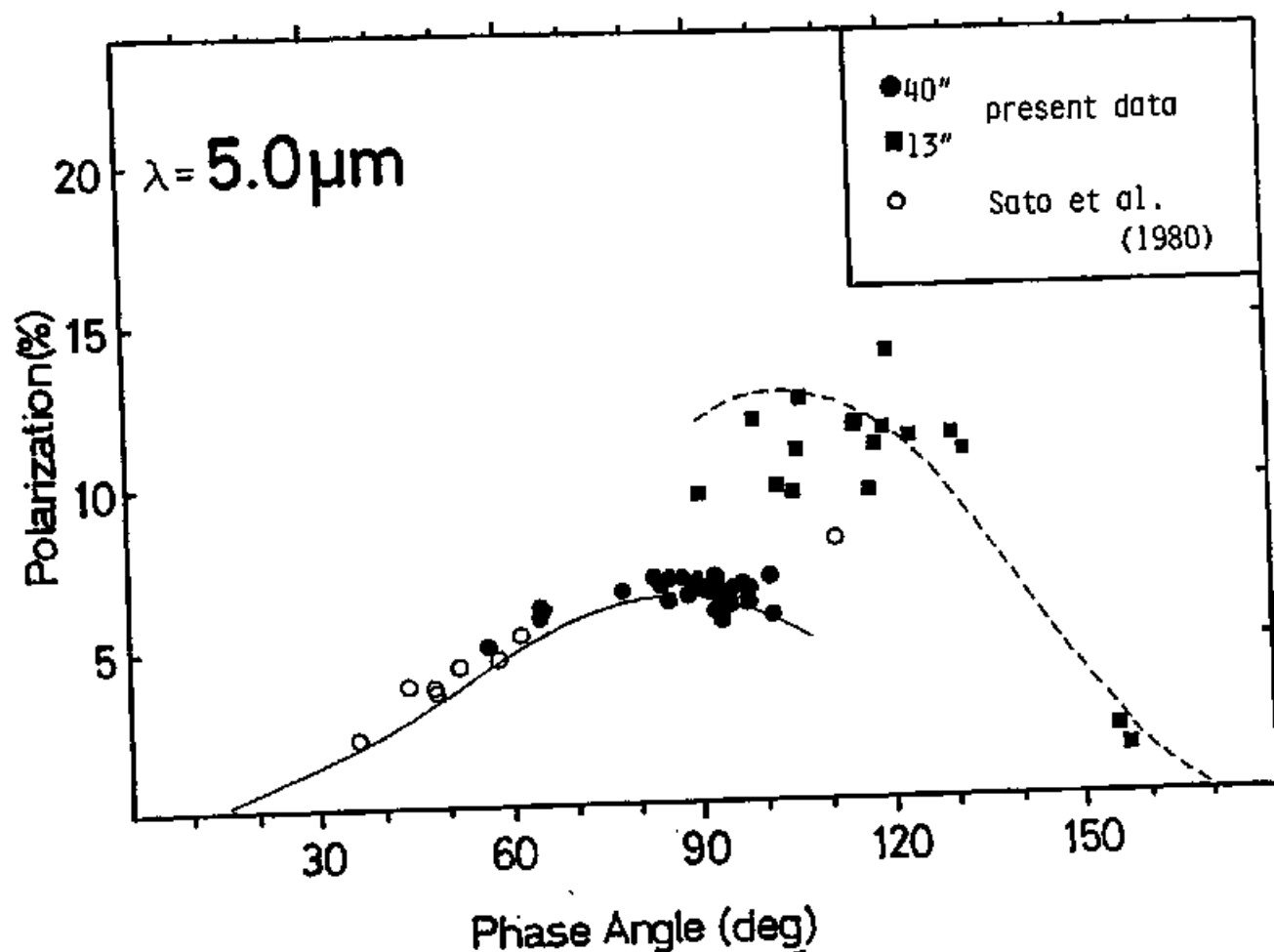


図15 図13と同様、波長は $5.0 \mu\text{m}$ 。
Haze層の光学的厚さ2種のモデルが同じ偏光の大きさを
与えている（かげをつけた領域がない）のが $\lambda = 3.6 \mu\text{m}$,
 $3.8 \mu\text{m}$ と異なる。

(C) 金星面の局所的な偏光の測定

波長 $3.6\mu\text{m}$ と $3.8\mu\text{m}$ で、金星の赤道付近と極付近の偏光を分けて観測した (位相角 167.9° と $\sim 115^\circ$; 位置については図11, データ <57ページ> は表7参照)。位相角 167.9° での結果は 大きさ・方向ともに 有意な差を示さなかった。これは可視域での結果 (Santer, Dollfus 1980) とは異なっている。彼らは 15° 以上の位相角では 偏光の方向が 三月形に平行になること (つまり 極と赤道では 方向が $\sim 90^\circ$ 異なること) を見出し、hazeによる多重散乱のためだと結論した。赤外での偏光の方向に差がなかったことは、この波長域で hazeによる多重散乱が少ないことを示している。これは haze層の光学的厚さ $\tau(3.6\mu\text{m})$ が小さいためか、あるいは haze粒子がこの波長域で不透明な物質からできているためか、その両方かによる。

一方、位相角 $\sim 115^\circ$ での2回の測定によれば、極での偏光は赤道部よりも明らかに大きい。Mukai, Mukaiの計算によれば、高緯度地方を観測した際の偏光は やや大きいことが示される (図16)。これは主として、極地方を見た時には金星の

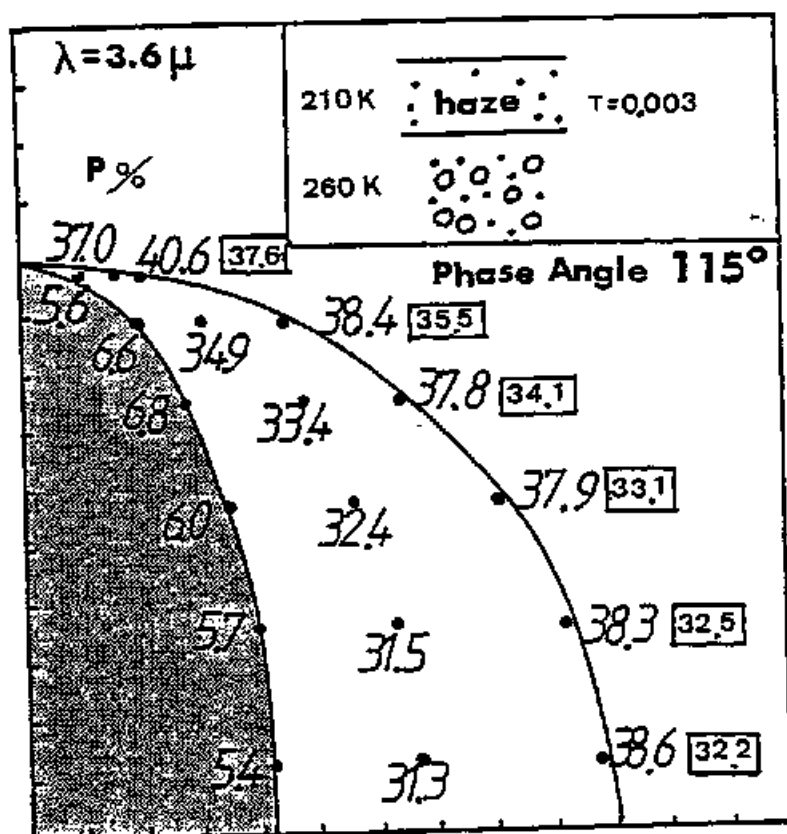


図16 位相角 115° で、金星面を分割して
偏光の大きさをモデル計算から求めたもの。
四角で囲んだ数字は等緯度面での
偏光の平均値。(Mukai, Mukaiによる)

地面を斜めからのぞくことになって視線方向の光学的厚さが
みかけ上 増大することによる。しかし、観測された差はモデル計算
による差よりもさらに大きい。これは、極地方のhaze層の光学的厚さが
赤道付近に比べて実際に大きいとすれば説明がつく。実際、
Kawabata et al. (1980) は パイオニア-ビナスの観測から、極地方
の haze 層の光学的厚さが赤道付近の10倍でいとたと述べている。

(d) 4.5日~5日周期の偏光変動

波長 $3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$ での偏光の大きさはおおむね
なめらかに変化しているが、注意して追ってみると(観測誤差に
比べて数倍以上の)小さな変動があることがわかる。図17に

1982年3月22日から4月11日までの観測、図18に 83年11月15日
から12月18日までの観測の結果を示す。

偏光の変化の周期性を調べるために、図17の $\lambda=3.6\mu\text{m}$,
 $3.8\mu\text{m}$ の結果から パワースペクトルを計算して 図19にえがいた。
2つの波長で多少の違いはあるが、どちらも 4.5~5日の周期を
示している。

この2つの波長だけではなく、 $\lambda=2.25\mu\text{m}$ にも偏光
の変化がみられ、しかも $\lambda=3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$ の変化と良い相関
を示している。図17では 3月28日と 4月6日の大きな偏光が
この3波長すべてにあらわれている。図18では $\lambda=3.8\mu\text{m}$ の
変動と $\lambda=2.25\mu\text{m}$ の変動が 常に同じ傾向を示していることが
(71ページ脚注)
わかる。

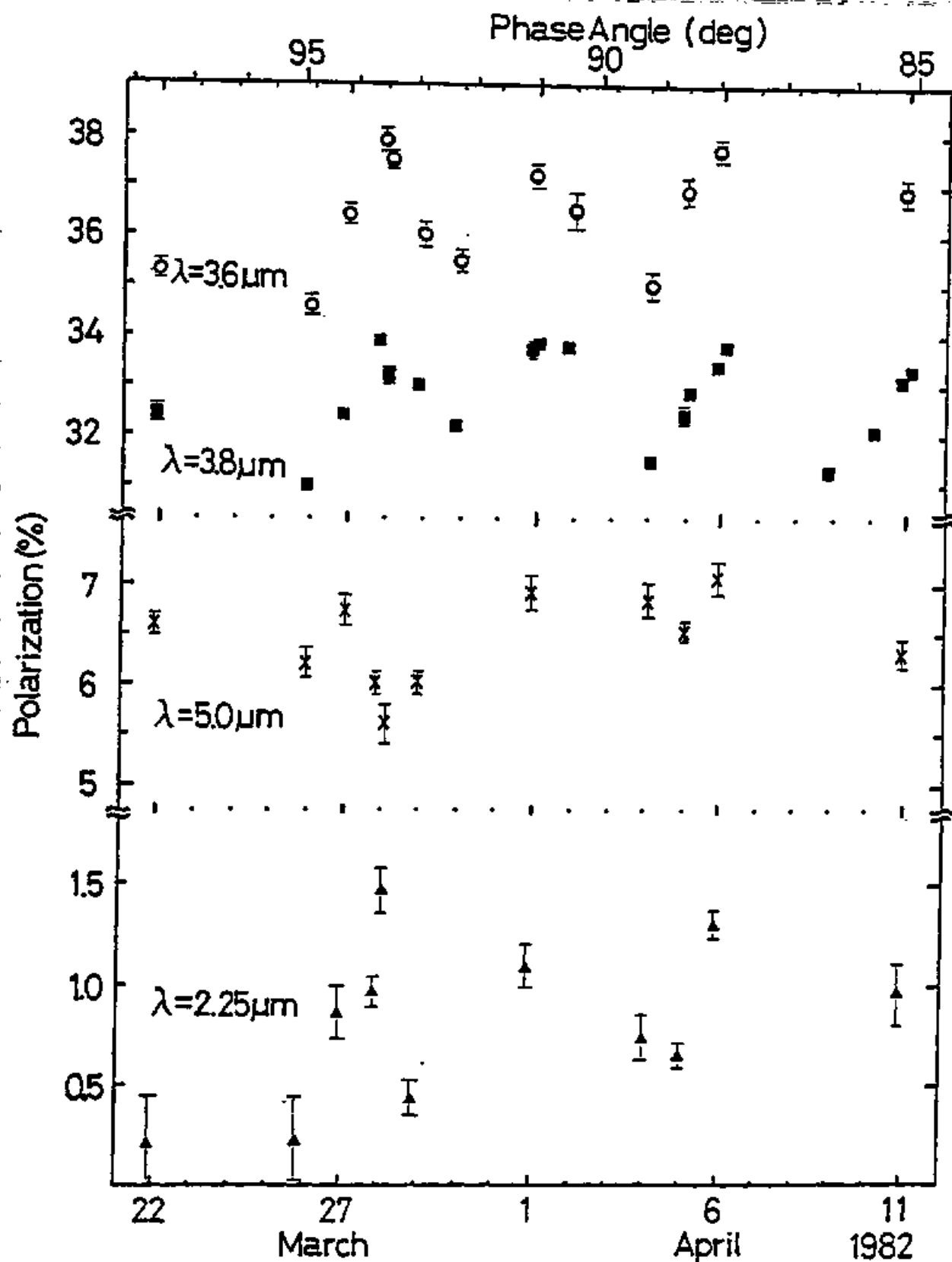


図 17 偏光の 数日スケールでの変化 (1982.3.22.~4.11)。

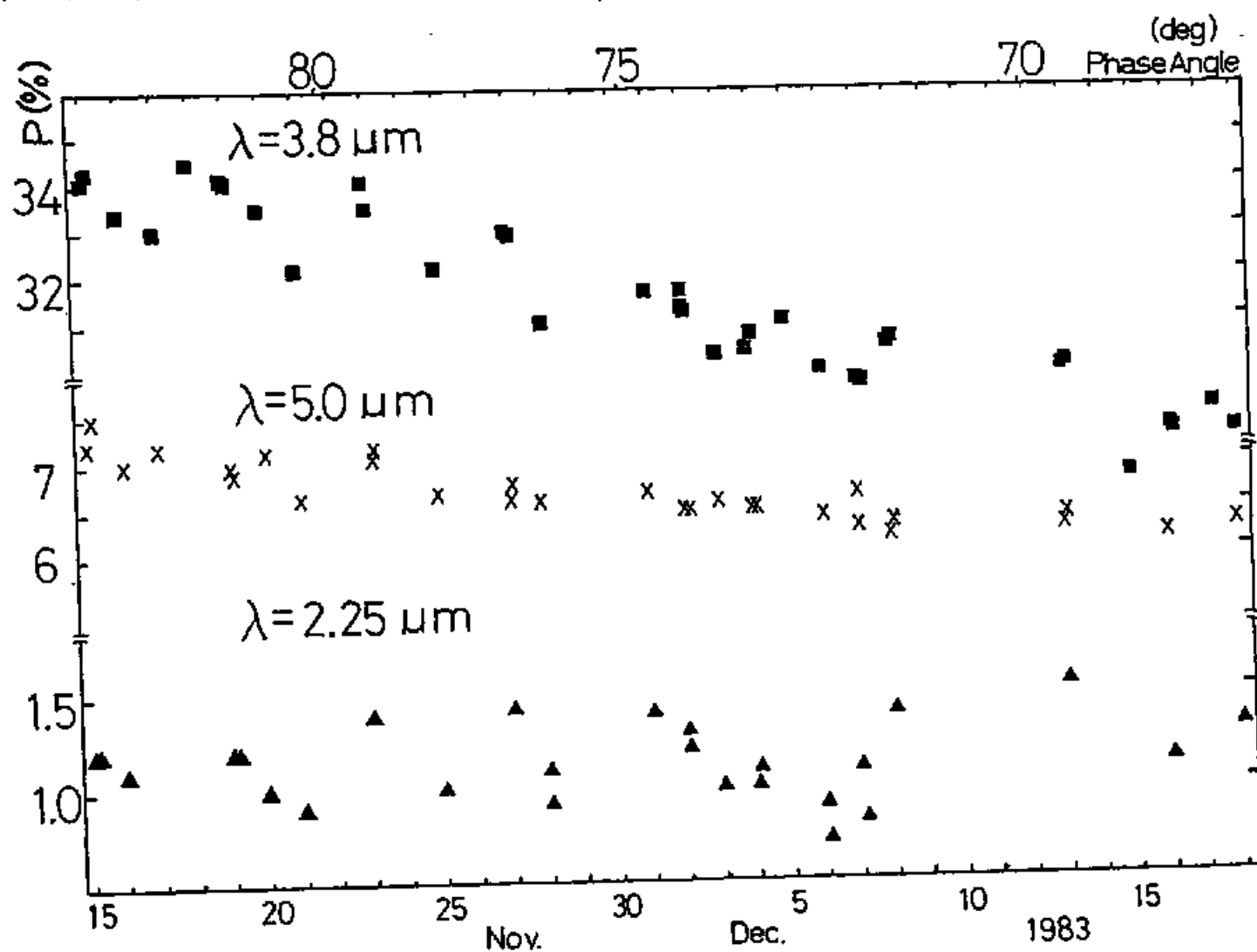


図18 偏光の数目スケールでの変化 (1983.11.15.~12.18.).

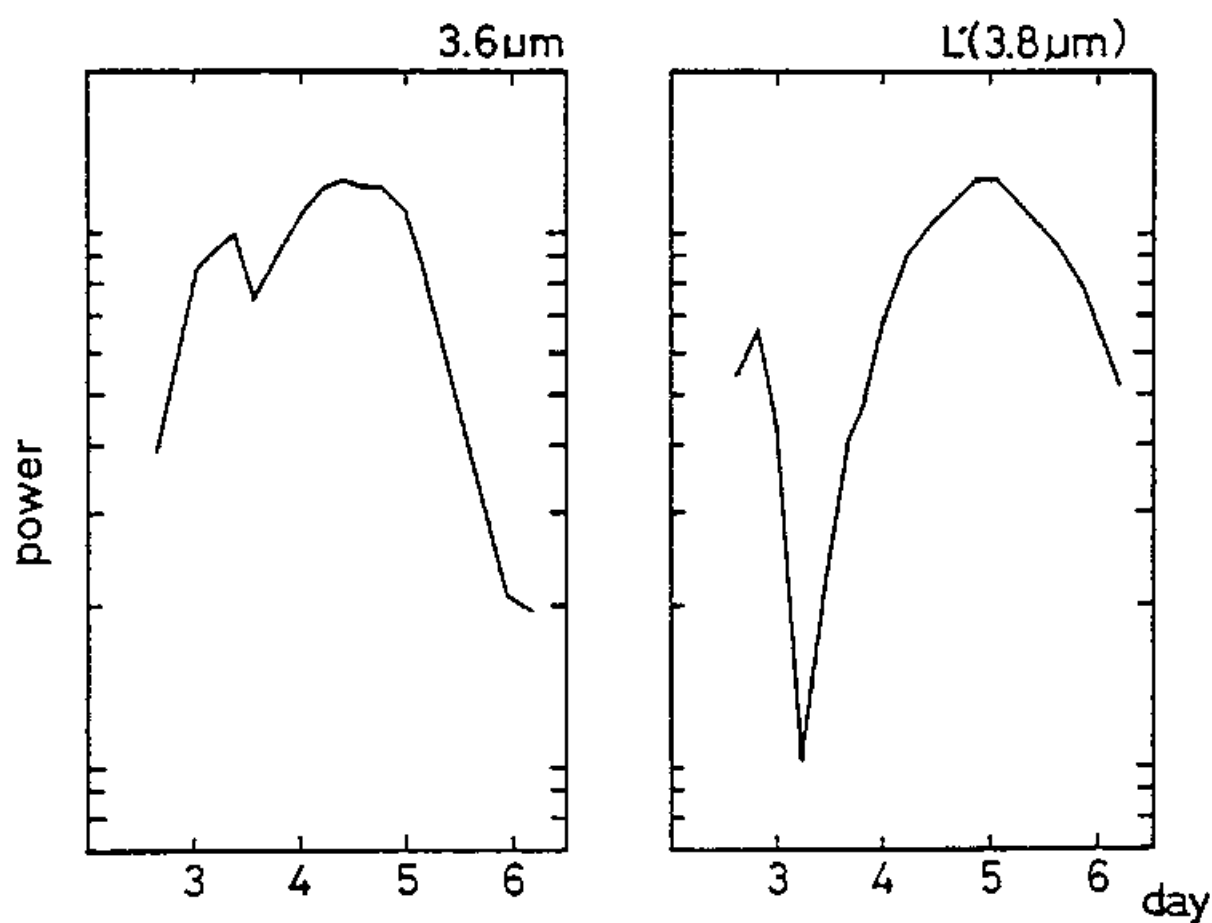


図19 波長 $3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$ の偏光変動のパワースペクトル

一方、 $\lambda = 5.0 \mu\text{m}$ での偏光はあまり変化していない。
いくつかの観測点を除いては、すべて誤差の範囲で一定
と言って良いだろう。

従来の観測結果を再検討してみると、Forbes
(1971)と Sato et al (1980) のデータの中にも、1日で観測
誤差以上の変動を示している例が存在する。これまで、体系
的な連続した観測が行なわれていなかったために、赤外域
の偏光の周期的変化は見落とされてきたのであろう。

こういった4.5日~5日周期での変化の原因に
ついてはIV章§2.で考察する。

(脚注<67ページより>) 図18でまず気づくのは $\lambda = 3.8 \mu\text{m}$ での偏光の
大きさが徐々に減少していることだが、これは位相角が 84° から 68°
に変化しているためである。その成分を除いた後の $\lambda = 3.8 \mu\text{m}$
での変動と $\lambda = 2.25 \mu\text{m}$ での変動は同じ傾向を示している。

IV 考察

§1. Haze層の光学的厚さ

この節ではまず、測光と偏光の観測結果から、定性的な議論およびモデル計算との比較によって haze層の光学的厚さを求める。次いでモデル計算の問題点について触れ、確かな答えを得るためにはさらにどのような観測・実験が必要か考える。第三に、従来の測光結果との差がなぜ生じたかを考察する。最後に、われわれの測光結果が示している変化について、その原因を推測してみる。

まず、定性的な考察から始めよう。われわれの輻射強度の観測結果は、雲および haze の粒子による散乱がレーリー散乱 ($\lambda \gg$ 散乱体のサイズ) として記述できないことを示している。はじめに、1個の球 (半径 $\ll \lambda$) によるレーリー散乱を考える。位相角 90° では、一方向の偏光しか散乱せず、位相角 0° に比べて輻射強度が $1/2$ になる。この球が金星の上空に多数浮かんで雲を作っているとする。地球で観測する輻射強度は、実験室の

1個の球の場合と比べて、次の点が異なる。

(i) 多重散乱の効果を考慮する必要がある。

(ii) 金星-地球間の距離が変化する。

(iii) 金星の満ち欠けにより、散乱に寄与する面の面積が変化する。

多重散乱の効果はひとまず無視しよう。金星から一定距離

(例えば 1 A.U.) での輻射強度に換算してその位相角依存性

を追ってゆくことにしよう。位相角 0° (満月の状態) から 90° (半

月形) までは $1/2$ (偏光を一方方向しか散乱しなくなってゆく) $\times 1/2$

(半月形になってゆく) $= 1/4$ になる変化が予想される。 90° から

180° までは 他方の偏光も散乱しはじめる代わりに さらに欠けてゆく

ために ゆるやかな変化になるはずである。図5 <37ページ> での

Martonchik, Beer (1975) の観測結果は まさにその傾向を示し

ている。そこで彼らは 半径 $0.4 \mu\text{m}$ ほどの粒子による 光学的厚さ 0.23

の haze 層の存在を予測したわけである。ところが、われわれの

観測結果の位相角依存性は 彼らの結果と まったく異なる。

位相角の小さいところで、位相角 $\sim 90^\circ$ よりも むしろ小さい強度を示し

ている。よって、波長 $3.6\mu\text{m}$ より ずっと小さい粒子による散乱光は、われわれの観測した輻射のうちで小さな割合しか占めていないことが言えるわけである。

これをモデル計算との比較で考えてみよう。図5には実線と点線で Martonchik, Beer (1975) の計算結果を示した。

実線は半径 $1.05\mu\text{m}$ に内挿した「硫酸液滴」による太陽光の散乱成分である。後で述べるように、この計算には問題点があり、

また $\lambda = 3.4\mu\text{m}$ での結果なので、われわれの観測と厳密な比較はできない。しかし、波長の違いが大きくないので充分参考には

なるだろう。われわれの観測結果はこの実線のまわりに散らばる。つまり、haze を考えないモデルでほぼ説明できることに

なる。いくぶん観測点にばらつきがあることについてはこの節の最後で考察する。一方、点線は光学的厚さ $\tau = 0.23$ の haze 層を

加えたモデルで、彼らの結果はこういったモデルでないと説明できない。

次に、偏光観測の結果を見てみよう。図13~15には

観測結果とともに、Mukai によるモデル計算の結果を示した。

モデルは 図16 の右肩にあるような二層モデルが用いられ、Mukai

Mukai (1981) と同様の手法で計算されている。ただし、haze 粒子

としては Kawabata et al. (1984) に従って 半径 $0.49\mu\text{m}$ のもの

が用いられている。影のついた部分が、パイオニア-B が金星

の赤道と極で検出した haze 層の厚さを 赤外での光学的厚さ τ に

換算 (硫酸の光学特性を仮定) した計算結果である。赤外での τ

は 0.004 (赤道) ~ 0.04 (極) ときわめて小さい。図からわかる

ように、われわれの観測結果は haze 層の τ が小さいモデルで

ほぼ説明することができる。

以上のように、測光観測・偏光観測ともに「薄い haze 層」を支持する結果が得られた。

ここで、輻射強度のモデル計算の問題点について触れておこう。Martonchik, Beer (1975) の計算結果は次の2つの点で、輻射強度を低く見積もりすぎている。

(i) 熱輻射成分を計算に入れていない。波長 $3.6\mu\text{m}$ では熱輻射の

強度が観測される強度の20%に達することが考えられる (Mukai Mukai, 1979)。

(ii) 彼らが採用した硫酸の光学特性は、一般に用いられている Palmer Williams (1975) よりも10%以上低い輻射強度を与える (Lane 1979)。

この2つを考慮すると、モデル計算の結果は図5<37ページ>の実線よりも30%以上大きい絶対量を示すことになり、観測結果を説明できなくなる。

そのため、モデルに対する修正として、(i)半径 $1.05\mu\text{m}$ の硫酸液滴に不純物を加えて不透明にする、(ii)きわめて不透明で輻射強度を下げるためだけに効果のある haze を上層に加えるなどが考えられる。まず (i) に関しては I 章で述べたようにイオウが不純物としてはいっていることが考えられる。しかし、イオウを加えた硫酸の赤外域特性のデータはないようなので (Mukai, private communication)、その実験室での測定が望まれる。また (ii) については、haze 粒子としてかなり小さなもの (半径 $0.1\mu\text{m}$ 程度) を

考えれば (偏光観測の結果まで含めて) 観測結果が説明できるのではないかとこの考え方がある (Mukai et al. 1985)。 (i) と (ii) のモデルは位相角の大きい部分での輻射強度のふるまいが異なるので、大きい位相角 ($\geq 110^\circ$) での観測が必要である。

このように 雲と haze のモデルには多少問題があるが、われわれの観測結果から Martonchik, Beer (1975) や Kawabata et al. (1984) の言うような半径 $0.4\mu\text{m}$ 程度の haze 粒子は、あるとしても、赤外での τ がきわめて小さい層をなしているだけである」と結論できる。

それでは、Martonchik, Beer (1975) とわれわれの (脚注) 測光との結果の違いはどこからきたのだろうか。

彼らが波長分解能 $\lambda/\Delta\lambda \sim 1500$ のフーリエ分光器を用いているのに対し、われわれは $\lambda/\Delta\lambda \sim 40$ の狭帯域フィルタ

(脚注) 念のために確認しておくが、Kawabata et al. (1984) による「半径 $0.4\mu\text{m}$ の haze 粒子」はわれわれの観測結果となんら矛盾しない。彼らの導いた光学的厚さ τ ($0.9\mu\text{m}$) を τ ($3.6\mu\text{m}$) に換算すると $0.004 \sim 0.04$ となって (硫酸を仮定した場合)、きわめて小さい。

である。われわれの測定した波長域 ($\Delta\lambda \sim 0.08\mu\text{m}$) に大気の吸収線が何本もあって、そのために結果がくもったというようなことは考えられるだろうか。地球大気の吸収や輝線ではあり得ない。

標準星との比較で測光しているのだから、そんな線スペクトルはどちらにも影響を及ぼし、測光結果としてはあらわれないからである。

金星大気中のガスについて考える。まず CO_2 の吸収はこの波長域では知られていない (例えば Allen, Crawford 1984)。また、

Martonchik, Beer が得ているスペクトルも $\lambda = 3.6\mu\text{m}$ 付近でなめらかで、特に変わったことは認められない。したがって、波長分解能の差によって結果が異なるのではないだろう。

彼らのフーリエ分光器には鏡などの光学系が10枚以上使われており、うち少なくとも8枚は斜め反射の鏡やビームスプリッターである (Beer et al. 1971)。さらに、その分光器がクーデ焦点に置かれて斜め反射された光を受ける構造になっている。これは、金星のような大きな偏光を示す対象の測光には望ましくない

(II章 § 1. 参照)。ただ、これが 図5 に示されたほどの大きな差

を生むとは考えにくい。

そうすると、彼らの観測した1970~74年からわれわれの1982~84年までの間に、金星のhaze層の厚さまたは構成粒子またはその両方が変化したのだろうか。I章§4で述べたようにパイオニア・ビーナスの観測によると、haze層の τ は~500日間て1/3に減少したことがある(Kawabata et al. 1984)。

したがって長期変化というのは考えられることではある。ただ、ここで強調しておくべきなのは、Martonchik, Beer (1975)によるhaze粒子が硫酸であり得ないことである。彼らと同時期に得られた可視域の偏光データ(例えば Santer, Dollfus 1980)と矛盾がないためには、赤外域できわめて不透明——屈折率の虚数部が濃硫酸の10倍でいど——な物質でなければならぬからである(Mukai, Mukai 1981)。

いずれにせよ、この問題の解決には将来長期間にわたって輻射強度の観測を行なうことが必要であろう。

最後に、われわれのデータ内部での変化について詳しく

見てみよう。われわれの輻射強度の観測結果のうち、1983年1月~4月のものは他の結果に比べて10~20%低い値を示している。Lane (1979)の計算によれば $(3.4\mu\text{m}) = 0.03$ の haze 層があるだけで、ない時に比べて赤外輻射が2倍でいともなり得る。よって、われわれが考えているようなきわめて薄い haze 層のわずかな変化でもこの程度のゆらぎを説明することができる。つまり、83年1月~4月には haze 層の τ が変化していたのかもしれない。

この差を、金星の朝の部分と夕方の部分の差と考えることもできる。図5に示したように、83年1月~4月の観測だけが金星の東方離角時の観測であり、地球から見える欠けぎれは夕方の部分、残りの観測は西方離角で朝の部分だからである。事実、パイオニア・ビナスからの観測によると、昼と夜の境界付近で haze 層の τ が増大しているがその様子は朝の境界と夕の境界でかなり違う (Taylor et al. 1980; Kawabata et al. 1980)。朝の境界線付近の方が haze 層の τ の増加がいちぢるしい。Haze 粒子は位相角の小さい

ときに 輻射強度を大きくするので、われわれの観測結果
—— 朝の部分を見ている時に明るい —— を説明することができる。

ここでは、しかしながら、これ以上この問題を考察するに足るデータ
がないので、上の2つの可能性を指摘するだけにとどめる。

将来、長期にわたって 東方離角と西方離角の観測を行なう
ことが必要だろう。

§ 2. 偏光の4.5日~5日周期変動の原因

I章で述べたように、金星には数日の周期を示す現象がいくつか見つかっている。それらを偏光の変化に関係のありそうな順にまとめてみる。

(i) Haze層の厚さの変化。CO₂のスペクトル線の観測から Young et al (1973) は4日周期を唱えているが、Barker, Perry (1975) によると周期は必ずしも4日とは限らず6日程度のこともあるという。

(ii) 高度 65 km ~ 87 km での 5 K ~ 10 K の温度変化。5.3日 (緯度 60°), 2.9日 (緯度 70° ~ 80°) の周期をもつ。ただし赤道付近では、温度変化がほとんどない (Apt, Leung 1982)。

(iii) 雲の上層部の回転。周期は 4.8日 (赤道), 4.2日 (緯度 40°)。これは紫外域で見える模様 of の小さな構造が移動する速度から求められた (Limaye et al. 1982)。

(iv) 大規模な紫外の模様がくり返しあらわれる、その周期。

3.94 ± 0.1 日 (赤道)、 5.20 ± 0.2 日 (緯度 45°)。 (Del Genio, Rossow 1982)

(V) 波長 $1.5\mu\text{m}$ から $2.5\mu\text{m}$ の間での熱輻射らしきもの。紫外での模様のような形で金星面にひろがっており、金星の夜の部分で見つかった。回転の周期は 5.4 ± 0.1 日 (Allen, Crawford 1984)。

これらの現象のうち、どれ (単数もしくは複数) が偏光の変化と関係しているだろうか。

まず「(i) haze層の厚さの変化」は偏光の大きさの変化を説明できるだろう。図20にはモデル計算で haze層の厚さを $\tau = 0.003$ から $\tau = 0.04$ まで変化させた場合の結果を示した (Mukai, Mukai 1983)。この τ の変化で偏光の変動はほぼ説明できる。また、図15の説明にあるとおり、haze層の τ の変化は $\lambda = 5.0\mu\text{m}$ での偏光の大きさにほとんど影響を与えない。よって $\lambda = 3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$ での変動と $\lambda = 5.0\mu\text{m}$ での変動が相関を持たなかったことも説明できる。 $\lambda = 2.25\mu\text{m}$ のモデル計算は、ないが

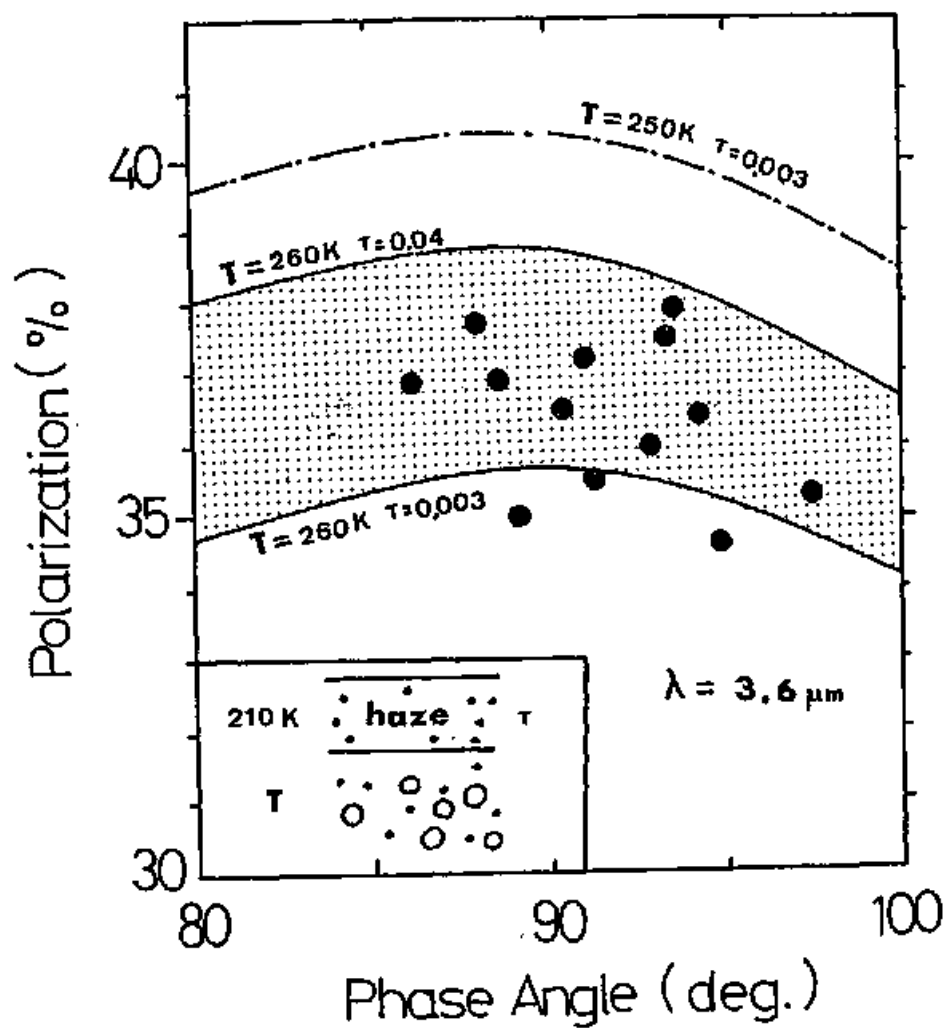


図20 偏光変動の原因の試算。(Mukai, Mukaiによる)

波長よりもかなり小さな haze 粒子は、レーリー散乱に近い寄与をする

はずなので、 $\lambda = 3.6\mu\text{m}, 3.8\mu\text{m}$ と同じ傾向の変動をすることが

予想され、観測結果によく合っている。さらに、可視域付近

の偏光もまた数日周期で変化しており、その原因として haze 層の

τ の変化が候補にあがっている (Limaye 1984)。

しかしながら、上で仮定した haze 層の変化は大きすぎ

る。光学的厚さ 0.003 と 0.04 は パイオニア-ビナスが赤道で観測

した (すなわち最も薄い) haze 層と 極での (すなわち最も厚い) haze 層

を $\lambda = 3.6\mu\text{m}$ に換算 (硫酸を仮定) した値にそれぞれ対応している。

つまり、2つの極端な τ が金星全面にひろがった場合を仮定した

計算であり、現実にはこんな変化は考えられない。Limaye (1984)

が $0.27\mu\text{m} \leq \lambda \leq 0.94\mu\text{m}$ の偏光の変化から推測する haze 層の変化

はごくわずかなものである。それが $\lambda = 3.6\mu\text{m}, 3.8\mu\text{m}$ での τ に大きな

変化をひきおこすとは考えにくい。特に、半径 $0.1 \sim 0.4\mu\text{m}$ 程度の濃硫酸

haze 粒子を考えるかぎり、haze 層の変化はわずかな偏光変動しか

生じさせないと言える。このように、haze 層の変化で偏光の変化

を説明しようとするに 定量的な難点にぶつかる。

次に (ii) の温度変化で偏光の変化を説明するのもまた、見込みはあるが 問題点の残る考え方である。確かに、温度変化は赤外での偏光観測の結果に影響を与え得る。熱輻射はほとんど偏光していないので 散乱光の偏光を薄めることになるからである。図 20 に、モデル計算で雲の上部の温度を 10 K 変化させた場合の結果を示した。波長 $3.6 \mu\text{m}$ での偏光の変動はこの程度の温度変化で充分説明できる。さらに、表 5 (35 ページ) の測光観測結果と 図 17・18 (68・69 ページ) とを比べよう。1982 年 3 月 27 日と 28 日で、輻射強度の大きい 27 日の方が、 $\lambda = 3.6 \mu\text{m}$, $3.8 \mu\text{m}$ の偏光が小さくなっている。また 83 年 12 月 4・6・7 日でも 輻射強度と $\lambda = 3.8 \mu\text{m}$ の偏光との間に 同様の関係が成立している。これは、熱輻射が強い時は偏光を薄めたと考えるとうまく説明がつく。

ただし、この考え方では、変動の波長依存性が説明できない。まず、温度変化は $\lambda = 3.6 \mu\text{m}$, $3.8 \mu\text{m}$ よりも $\lambda = 5.0 \mu\text{m}$ の偏光

の大きさに ずっと大きな影響を与えるはずであるということである。Mukai,

Mukai (1979)によると、全輻射に占める熱輻射の割合は $\lambda = 3.6\mu\text{m}$

で $\sim 20\%$ かそれ以下なのに対し、 $\lambda = 5.0\mu\text{m}$ では 80% 以上に達する。

波長 $3.6\mu\text{m}$ での偏光を 38% から 35% に 変えるような熱輻射の増大

は、 $\lambda = 5.0\mu\text{m}$ での値も 6% から 4% 程度に 変えるはずだが、観測

結果は そうなっていない。波長 $5.0\mu\text{m}$ の偏光には あまり変動が

ないのである。さらに、ほとんど熱輻射成分のない $\lambda = 2.25\mu\text{m}$ での

偏光が $\lambda = 3.6\mu\text{m}$, $\lambda = 3.8\mu\text{m}$ での偏光と 良い相関を示して変化

していることも 説明できない。これらに対しては、波長によって

観測している高度が異なるのだ とする反論も できなくはない。

しかし、良く考えてみると 硫酸の光学特性は $\lambda \sim 3.6\mu\text{m}$ と $\lambda = 5.0\mu\text{m}$

で さほど 変わらず、光学的厚さが 1 になる高度は ほとんど 差がない

と思われる。硫酸が $\lambda = 2.25\mu\text{m}$ では $\lambda \geq 3.0\mu\text{m}$ より ずっと透明な

ことを考えると、 $\lambda = 2.25\mu\text{m}$ で「見て」いる高度は かなり低いと言え

るが、低い高度では 温度変化が ほとんどない (Seiff 1983)

ことも この反論に 不利な要因である。

偏光の変動が 温度変動によるものかどうかは、
 $\lambda=3.6\mu m$ だけでなく、 $\lambda=5.0\mu m$ での輻射強度も測定しながら
これらの波長で偏光を観測することによってはっきりするだろう。

ただし、これには測光可能な 良い天候の日が続くという好運も
必要である。(偏光の周期性が見出せたのは、偏光観測がさほど
良い空の条件の下でなくてもできるという事実に向うところが大きい。)

また、温度の変化は高緯度地方で起っているので、

金星面を分割して偏光のマップを作る観測をくり返すことでも手がかり
が得られるはずである。高緯度での偏光だけが変化するのではない
ならば、温度変化説は おかしいということになるだろう。

次に、(iii)の雲の回転について考える。雲や haze の分布
に 何らかのゆらぎがあった場合、それが回転に乗って くり返し
あらわれるというのは 充分考えられることである。赤道付近での
回転周期 4.8 日も 偏光の変化に良く合う。ただ、現在のところ
考えられる 唯一の「ゆらぎ」は 先に述べた haze 層の厚さ だけ
なので、ここではこれ以上 触れないことにする。

最後に、(iv) 紫外域の模様の変化と (v) $1.5\mu\text{m} \leq \lambda \leq 2.5\mu\text{m}$ で見られる模様の変化であるが、これらは 赤外域の偏光変動とは関係がないのではなかろうか。紫外域の模様は、原因が良くわかっていないが、紫外線を吸収する物質と考えられている SO_2 については 赤外偏光が変化している波長域で吸収を示さない (Allen, Crawford 1984)。また、Esposito, Travis (1982) によると 紫外域の模様と haze 層の厚さとの間の相関があまり強くない、haze 層の τ をといて 赤外の偏光に変化があるとは考えられない。

赤外域 $1.5\mu\text{m} \leq \lambda \leq 2.5\mu\text{m}$ の輻射は雲の下層部から散乱されてやってきた熱輻射ではないかと示唆されており (Allen, Crawford 1984)、そうだとすれば 偏光の変動とは無関係である。雲の下層からの輻射が $\lambda \geq 3\mu\text{m}$ で吸収されずに雲の上部まで届くとは考えられないからである。

以上のように、これまでに見出されていた 数日周期の変化のうち、温度変化と haze 層の厚さの変化は、赤外域での偏光の変動と関連している可能性がある。しかし、両者とも、それだけで

偏光の変化を説明できるかどうかは疑わしい。そもそも、両者の原因じたいがよくわかっていない。したがって、われわれの観測は、金星大気の体系を理解する上で説明しなければならない現象を1つ加えたのだと考える。

この節を終るにあたって、偏光変動の性質をさらに追究して原因をさぐるために行なうべき観測について考えておこう。

第一に、先に述べたように金星面を分割して多くの波長で変動のマップを作ることがあげられる。金星は位相角 $\sim 90^\circ$ で視直径が $25''$ となるので、大望遠鏡を使って $5''$ 程度の視野の観測を行なえばよい。ただし、一般に大望遠鏡のマシントラッキングには厳しい制限があるので、長期にわたって変化を追うことはできない。そこで、変動の大きさの位相角依存性を比較的小さな望遠鏡で観測してゆくことが考えられる。今回の偏光観測のうち、4.5日 \sim 5日周期の変動にまとをしぼった2組の観測はどちらも位相角 $\sim 90^\circ$ のものであった。これは、位相角 $\sim 90^\circ$ ならば偏光が大きいので、その変動も大きいのではないかと考えたからである。しかし、

例えば、もし熱輻射の変化が偏光の変動を生んでいるのなら、金星の夜の面が大きくなって「新月」状になった時の方が変化が大きいはずである。このような位相角の大きい（金星が地球に近く視直径も大きい）時に金星全面を視野の中に入れる観測を行なうには、むしろ小さな望遠鏡がよい。AIROの108cm望遠鏡でも、検出器の直前の光学系を改良すれば60"以上の視野がとれるはずである。

V まとめ

1. 波長 $3.6\mu\text{m}$ において、金星の輻射強度測定を、位相角 $\leq 94^\circ$ の範囲で行なった。得られた位相角依存性は従来の Martonchik, Beer (1975) の観測結果とはまったく異なっており、金星の雲の上側にひろがる haze 層で散乱された輻射が、全輻射強度のうちでわずかな寄与しかしていないことを示している。さらに詳しく haze 層の光学的厚さ・構成粒子の大きさ・組成を決定するには、位相角 $\geq 110^\circ$ での観測が必要である。

2. 彼らの測定値との差は観測器械の違いによるものとは考えにくいので、haze 層の長期的変化の結果かもしれない。今回の観測結果のうち、金星の朝の部分を含む面を観測したものと、夕方を含む面を観測したものの間には、測定誤差以上の差が見られた。これが朝夕の差か数ヶ月のタイムスケールの変化によるものかは不明である。さらに長期にわたって観測すれば、明らかになるだろう。

3. 波長 $2.2\mu\text{m}$ から $5.0\mu\text{m}$ で金星の偏光観測を行なった。これは体系的観測としては初めてのものである。波長 $2.2\mu\text{m}$ から $4.2\mu\text{m}$ にかけて、偏光の鋭い波長依存性がわかった。

波長 $2.25\mu\text{m}$ では位相角の変化に応じて正・負の小さな偏光が観測された。波長 $3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$, $5.0\mu\text{m}$ における偏光は位相角 90° の付近で最大となる。視野の大きさの違う観測を比較して、 $\lambda = 5.0\mu\text{m}$ では金星の夜の部分からの熱輻射が偏光を小さくしていることが明らかになった。波長 $3.6\mu\text{m}$, $3.8\mu\text{m}$ では金星の赤道付近にくらべて極付近の方が大きな偏光を示すことがわかった。

4. モデル計算と比較すると、光学的厚さの薄い haze 層が濃硫酸の雲の上にあるとするモデルが、上記の観測結果をよく説明する。

5. 波長 $3.6\mu\text{m}$ と $3.8\mu\text{m}$ (それにおそらく $2.25\mu\text{m}$ でも) の偏光が、4.5日~5日周期で変動していることを発見した。ただし、波長 $5.0\mu\text{m}$ では有意な変化は認められなかった。

これは、紫外域の模様とその変動などと同様の、金星の
気象を理解するために解明せねばならぬ現象である。

変動の原因として、現在のところ haze 層の厚さの変化と輻射
温度の変化とが考えられるが、どちらも満足な説明とはい
えない。これからの課題として、変動の位相角依存性・

金星表面の場所による違い・観測波長による違いをはっきり
させる観測が必要である。

VI 謝辞

長谷川博一教授には、観測時から常に暖かい励ましをいただき、データの解釈の際や本論文をまとめる際に適切な助言を数多くいただきました。佐藤修二助手には、研究の方向づけ及び実際の観測上の指導、論文執筆時の助言等をいただきました。金沢工大の向井正教授・向井苑生助教授には数値計算をしていただき、両氏とは実りの多いさまざまな議論をさせていただきました。西田稔助教授には周期性解析などで貴重な御意見をいただきました。現在東京天文台の小林行泰氏には偏光観測についてのいろいろな助言、現在CTIOの川良公明氏には測光観測についての助言をいただきました。田中培生氏には実験室やAIROでいろいろと援助していただきました。佐藤修二助手のほかに、向井正氏、西田稔氏、小林行泰氏、川良公明氏、田中培生氏には観測に御協力いただきました。宇宙科学研究所の奥田治之教授や、舞原俊憲助教授はじめ宇宙線研

研究室のかたがたには、折りにふれ有益な助言をいただき、励ましを受けました。皆様方に心から感謝いたします。最後に、大学院に進学して研究を行なうことに賛成し、精神的な援助を常にしてくれた父と母に感謝をこめて筆をおきます。

参考文献

- Allen, D.A., J.W. Crawford (1984). Cloud structure on the dark side of Venus. Nature 307, 222-224.
- Apt, J., and J. Leung (1982). Thermal periodicities in the Venus Atmosphere. Icarus 49, 427-437.
- Barker, E.S., and M.A. Perry (1975). Semiperiodic variations in CO₂ abundance on Venus. Icarus 25, 282-295.
- Beer, R., R.H. Norton, and C.H. Seaman (1971). Astronomical infrared spectroscopy with a Covves-type interferometer. I. instrumental. Rev. Sci. Instr. 42, 1393-1403.
- Colin, L. (1983). Basic facts about Venus. In Venus (D.M. Hunten, L. Colin, T.M. Donahue, and V.I. Moroz, Eds.), pp. 10-26. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Cruikshank, D.P. (1983). The development of studies of Venus. In Venus (D.M. Hunten, L. Colin, T.M. Donahue, and V.I. Moroz, Eds.), pp. 1-9. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Del Genio, A.D., and W.B. Rossow (1982). Temporal variability of ultraviolet cloud feature in the Venus stratosphere. Icarus 51, 391-415.
- Dollfus, A. (1975). Venus: evolution of the upper atmospheric clouds. J. Atmos. Sci. 32, 1060-1070.
- Esposito, L.W., and L.D. Travis (1982). Polarization studies of the Venus UV contrasts: Cloud height and haze variability. Icarus 51, 374-390.

- Esposito, L.W., R.G. Knollenberg, M.Ya. Marov, O.B. Toon, and R.P. Turco (1983). The coluds and hazes of Venus. In Venus (D.M. Hunten, L. Colin, T.M. Donahue, and V.I. Moroz, Eds.), pp. 484-564. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Forbes, F.F. (1971). Infrared polarization of Venus. Astrophys.J. 165, L21-L25.
- Hansen, J.E., and J.W. Hovenier (1974). Interpretation of the polarization of Venus. J.Atmos.Sci. 31, 1137-1160.
- Itinose, M. (1973). Gosaron, p. 33. Baihukan Ltd., Tokyo. (in Japanese)
- Johnson, H.L., R.I. Mitchell, B. Iriarte, and W.Z. Wisniewski (1966). UBVRIJKL photometry of the bright stars. Comm. Lunar and Planetary Lab. 4, 99-
- Kawabata, K., D.L. Coffeen, J. E. Hansen, W.A. Lane, M. Sato and L.D. Travis (1980). Cloud and haze propaties from Pioneer Venus polarimetry. J.Geophys.Res. 85, 8129-8140.
- Kawabata, K., M. Sato, and L.D. Travis (1984). Polarimetric determination of aerosol properties and variation of haze and cloud structure on Venus. Submitted.
- Knollenberg, R.G., and D.M. Hunten (1980). Microphysics of the clouds of Venus: Results of the Pioneer Venus particle size spectrometer experiment. J. Geophys. Res. 85, 8039-8058.
- Landau, R. (1975). The infrared polarization of Venus. J.Atmos.Sci. 32, 1157-1163.
- Lane, W.A.(1980). Wavelength dependence of polatization. XXXIV. Vertical structure of scattering layers above the visible Venus clouds. Astron. J. 84, 683-691.

- Limaye, S.S., C.J. Grund, and S.P. Burre (1982). Zonal mean circulation at the cloud level on Venus: Spring and fall 1979 OCPP observation. Icarus 51, 416-439.
- Limaye, S.S. (1984). Morphology and movements of polarization features on Venus as seen in the Pioneer Orbiter Cloud Photopolarimeter data. Icarus 57, 362-385.
- Martonchik, J.V., and R. Beer (1975). Analysis of spectrophotometric observations of Venus in the 3-4 micron region. J. Atmos. Sci. 32, 1151-1156.
- Mukai, S., T. Mukai (1979). Interpretation of the infrared polarization of Venus. Icarus 38, 90-99.
- Mukai, S., T. Mukai (1981). Infrared properties of haze particles of Venus. Icarus 48, 482-487.
- Mukai, S., T. Mukai, T. Nagata, S. Sato (1985). Time variation of upper haze layer of Venus. in preparation.
- Palmer, K.F., and D. Williams (1975). Optical constants of sulfuric acid. Application to the clouds of Venus. Appl. Opt. 14, 208-219.
- Pollack, J.B., E.F. Erickson, D. Goorvitch, B.J. Baldwin, D.W. Stecker, F.C. Witteborn, and G.C. Augason (1975). A determination of the composition of the Venus clouds from aircraft observations in the near infrared. J. Atmos. Sci. 32, 1140-1150.
- Pollack, J. B., O.B. Toon, R.C. Whitten, R. Boese, B. Ragert, M. Tomasko, L. Esposito, L. Travis and D. Wiedman (1980). Distribution and source of the UV absorption in Venus's atmosphere. J. Geophys. Res. 85, 8141-8150.

- Rika nenpyo syowa 60 nen (1984). p. 177. Ed. Tokyo Astronomical Observatory, Maruzen Co. Ltd., Tokyo. (in Japanese)
- Santer, R., and A. Dollfus, (1980). Wavelength dependence of polarization. XXXIX. Venus UV cloud model from polarimetry. Astron.J. 85, 564-572.
- Sato, S., K. Kawara, Y. Kobayashi, H. Okuda, K. Noguchi, T. Mukai, and S. Mukai, (1980). Infrared polarization of Venus. Icarus 43, 288-292.
- Seiff, A. (1983). Thermal structure of the atmosphere of Venus. In Venus (D.M. Hunten, L. Colin, T.M. Donahue, and V.I. Moroz, Eds.), pp. 215-279. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Serkowski, K. (1972). Polarization techniques. In Method of Experimental Physics. Vol. 12 pp. 361-414.
- Sill, G.T. (1972). Sulfuric acid in the Venus clouds. Comm.Lunar Planet Lab. 171, 191-198.
- Suomi, V.E., L.A. Sromovsky, and H.E. Revercomb (1980) Net radiation in the atmosphere of Venus: Measurements and interpretation. J. Geophys. Res. 85, 8200-8218.
- Taylor, F.W., D.J. Diner, L.S. Elson, D.J. McCleese, J.V. Martonchik, J. Delderfield, S.P. Bradley, J.T. Schofield, J.C. Gille, and M.T. Coffey (1979). Temperature, cloud structure, and dynamics of Venus middle atmosphere by infrared remote sensing from Pioneer orbiter. Science 203, 779-781.

- Taylor, F.W., R. Beer, M.T. Chahine, D.J. Diner, L.S. Elson, R.D. Haskins, D.J. McCleese, J.V. Martonchik, P.E. Reichley, S.P. Bradley, J. Delderfield, J.T. Schofield, C.B. Farner, L. Froidebaux, J. Leung, M.T. Coffey, and J.C. Gille (1980). Structure and meteorology of the middle atmosphere of Venus Infrared remote sensing from the Pioneer Orbiter. J. Geophys. Res. 85, 7963-8006.
- Taylor, F.W., D.M. Hunten, and L.V. Ksanfomality (1983). In Venus (D.M. Hunten, L. Colin, T.M. Donahue, and V.I. Moroz, Eds.), pp. 650-680. Univ. of Arizona Press, Tucson.
- Toon, O.B., R.P. Turco, and J.B. Pollack (1982) The ultraviolet absorber on Venus: Amorphous sulphur. Icarus 51, 358-373.
- Toon, O.B., B. Ragert, D. Colburn, J. Blamont, and C. Cot (1984). Large, solid particles in the coluds of Venus: Do they exist? Icarus 57, 143-160.
- Young, A.T. (1973). Are the clouds of Venus sulfuric acid? Icarus 18, 564-582.
- Young, L.G., A.T. Young, J.W. Young, and J.T. Bergstralh (1973). The planet Venus: A new periodic spectrum variable. Astrophys.J. 181, L5-L8.
- von Zahn, U., S. Kumar, H. Niemann, and R. Prinn (1983). Composition of the Venus atmosphere. In Venus (D.M. Hunten, L. Colin, T.M. Donahue, and V.I. Moroz, Eds.), pp. 299-430. Univ. of Arizona Press, Tucson.